



# Contraintes apportées par la spectroscopie intégrale de champ à la formation et à l'évolution des galaxies.

Mathieu Puech

## ► To cite this version:

Mathieu Puech. Contraintes apportées par la spectroscopie intégrale de champ à la formation et à l'évolution des galaxies.. Astrophysique [astro-ph]. Université Paris-Diderot - Paris VII, 2006. Français. NNT: . tel-00012037

**HAL Id: tel-00012037**

**<https://theses.hal.science/tel-00012037>**

Submitted on 24 Mar 2006

**HAL** is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

UNIVERSITE PARIS VII - DENIS DIDEROT  
UFR de PHYSIQUE

Ecole doctorale d'Astronomie et d'Astrophysique d'Ile de France  
Observatoire de Paris-Meudon  
Laboratoire Galaxies, Etoiles, Physique et Instrumentation - UMR 8111

# THESE

Présentée en vue de l'obtention du titre de :  
DOCTEUR DE L'UNIVERSITÉ PARIS VII - DENIS DIDEROT  
Spécialité : *Astrophysique et méthodes associées*

Par :

Mathieu PUECH

## Contraintes apportées par la spectroscopie intégrale de champ à la formation et à l'évolution des galaxies

Soutenue publiquement le 9 janvier 2006 devant le jury constitué de :

M. Marcello FULCHIGNONI	Président de jury
M. Jean-Gabriel CUBY	Rapporteur
M. Jeremy WALSH	Rapporteur
Mme. Françoise COMBES	Examineur
M. François HAMMER	Directeur de thèse
M. Hector FLORES	Co-directeur de thèse



---

## Remerciements

Cette thèse a failli ne pas voir le jour : je commence donc par remercier tous ceux qui ont rendu possible l’obtention de ma bourse BDI CNRS, non seulement les personnes connues (surtout François...) mais également celles dont je n’ai pas eu connaissance ! Merci également à Frédéric pour m’avoir accueilli en stage de fin d’étude/DEA, ce qui a rendu toute la suite possible.

Je remercie tout particulièrement mes deux directeurs de thèse, François et Hector, pour l’aide qu’ils m’ont apportée durant ces trois années. Malgré son agenda de ministre (ah non ! pas encore : de directeur de labo...), François a toujours trouvé du temps à me consacrer et je l’en remercie vivement. Merci également à Hector pour sa disponibilité constante, les bons moments passés et, j’espère, ceux à venir... Merci également pour ces trois missions d’observation à Paranal. Je reconnais entièrement mon niveau déplorable en “taka-taka” (mais si tu te rappelles bien, Hector, c’est pas moi qui est mis la balle dans la piscine...). Je leur dois beaucoup à chacun... Maîtres : je m’incline bien bas !!

Je voudrais remercier tous les membres de mon jury de thèse, pour avoir accepté (1) d’en faire partie, (2) d’être venus à la soutenance, et (3) de m’avoir donné le diplôme de doctorat ! Je remercie donc Françoise Combes, Marcello Fulchignoni, Jean-Gabriel Cuby et Jeremy Walsh. Avant de l’oublier, je remercie également tous ceux qui m’ont aidé pendant le long été 2005 au cours duquel cette thèse a été rédigée : merci à François pour ses nombreuses relectures, corrections et conseils, merci à Hector qui, pour une fois, n’a pas trouvé ça trop moche ou nul (ou en tout cas, ne l’a pas trop dit !!) ; merci à mes relecteurs attitrés, Pascal, Fanny et Philippe. Merci à Cécile, ma femme, d’avoir consciencieusement relu le manuscrit, traquant la moindre faute de Français (“On ne dit pas –par contre– mais –en revanche–”). Merci à tous d’avoir subi mon gros pavé de presque 300 pages ! Merci enfin à Jacqueline Plancy pour avoir patiemment répondu à toute mes questions sur le parcours du combattant administratif qui mène jusqu’à la soutenance.

Au cours de ces trois années, mon quotidien a été grandement facilité par tous ceux dont j’ai croisé la route à l’observatoire, et plus particulièrement au sein de l’équipe du Pôle Instrumental et de l’équipe Galaxies & Cosmologie du GEPI. De peur d’oublier quelqu’un, je ne remercierai que leurs responsables respectifs, Pascal Jagourel et Chantal Balkowski (ben oui : faut bien que ça ait des avantages d’être chef !). Je n’oublie pas toute l’équipe administrative, sans qui la vie serait bien difficile : Pascale, Jacqueline, Sabine, Cherifa et David. Merci à tous les post-docs, thésards et stagiaires de passage au GEPI et croisés au cours de ces trois années :



---

Xiangzhong, Yanchun, Abhishek, Isaura, Olivia, François, Mandiaye, Romain, Gurban, Benoit... et plus particulièrement mon coloc' des Communs, Ravi, pour tous ses conseils en Anglais (jamais de trop...), avec qui il a été très agréable de partager mon bureau (ce qui est d'ailleurs toujours le cas...).

Je remercie toutes les personnes qui ont pris de leur temps pour discuter voir collaborer avec ma modeste personne, parmi lesquelles je remercie plus particulièrement Philippe Amram, David Valls-Gabaud, Matt Lehnert et Göran Östlin. Merci à tous les membres du projet FALCON que je n'ai pas encore cités : Isabelle Guinouard, François, expatrié à Durham, where "you come for the food, you stay for the weather" (Matt Lehnert, juillet 2005), aux "marseillais", Frédéric Zamkotsian et Arnaud Liotard, ainsi qu'à Eric Gendron, Thierry Fusco, Jean-Marc Conan et Gérard Rousset, toujours prêts à nous éclairer sur les grands mystères occultes de l'optique adaptative. Merci enfin à Jean-Gabriel Cuby et François pour cette année de post-doc sur les ELTs qui m'attend au GEPI.

Enfin, merci à tous ceux qui m'ont supporté pendant ces trois dernières années. Je dois beaucoup à ma femme, Cécile. Je reconnais publiquement et officiellement qu'elle m'a grandement facilité la vie ces trois dernières années : je lui dédie donc les 3 premières pages de ma thèse (je sais : trop sympa). Merci à mon petit loulou de 2 ans, Hadrien, pour être tout simplement content de me voir rentrer le soir. Merci enfin à toute ma famille qui elle, me supporte depuis 27 ans (et à qui je dédie les 27 pages suivantes : la générosité n'a pas de prix).

Pardon à tous ceux que j'aurais oubliés...

# Résumé

Cette thèse est consacrée à l'étude de la formation et de l'évolution des galaxies. La mise à disposition de la communauté par l'ESO du spectrographe à multi-intégrales de champ FLAMES/GIRAFFE représente une opportunité unique d'étudier la dynamique des galaxies à  $z < 1$ , et de pouvoir ainsi relier les populations distantes aux populations locales. Nous présentons dans un premier temps les résultats obtenus grâce à cet instrument dans le cadre du temps garanti de l'Observatoire de Paris (GEPI). Ces résultats montrent que la fraction de galaxies n'ayant pas encore atteint leur équilibre dynamique à  $z \sim 0.6$  est importante. Cette fraction est encore plus importante parmi les galaxies compactes lumineuses (LCGs), ce qui supporte l'hypothèse selon laquelle ces galaxies sont des systèmes en cours de fusion. Jusqu'à présent, l'utilisation de la spectroscopie à fente ne permettait pas de distinguer efficacement les systèmes relaxés des systèmes non relaxés, ce qui explique les désaccords concernant l'évolution de la relation de Tully-Fisher. Les résultats présentés dans cette thèse montrent en effet une non évolution de cette relation dans le plan vitesse-masse stellaire. Enfin, GIRAFFE avec son mode IFU montre la pertinence de la cartographie physico-chimique du milieu interstellaire dans la compréhension des mécanismes liés aux processus de formation stellaire dans les galaxies distantes.

L'extension des méthodes de spectroscopie intégrale de champ à  $z > 1$  requiert d'explorer leur couplage avec des techniques d'optique adaptative. Le projet FALCON (à la fois dédié aux VLTs et aux ELTs) propose une nouvelle voie prometteuse dans cette direction en introduisant le concept d'optique adaptative multi-objets (MOAO). Dans ce concept, seules les zones d'intérêt scientifique sont corrigées et analysées, ce qui nécessite le développement de systèmes miniaturisés de correction de front d'onde ainsi que d'une stratégie de commande originale en boucle ouverte.

## Mots-clés :

Formation des galaxies - Evolution des galaxies - Cinématique des galaxies - Dynamique des galaxies - Galaxies compactes lumineuses - Relation de Tully-Fisher - Spectroscopie intégrale de champ - Optique adaptative - Instrumentation.

---

## Abstract

This thesis focuses on the formation and evolution of galaxies. The new multi-integral field spectrograph FLAMES/GIRAFFE, offered to the community by ESO, is unique in studying the dynamics of galaxies at  $z < 1$ , which can then provide a link between distant and local populations of galaxies. We discuss here the data analysis of intermediate galaxies, obtained using this instrument under the Guaranteed Time Observations for the Paris Observatory (GEPI). The results show that the fraction of galaxies which have not reached their dynamical equilibrium at  $z \sim 0.6$  is important. This fraction is even more important among Luminous Compact Galaxies (LCGs), which supports the hypothesis that these galaxies could be merging systems. The use of slit spectroscopy does not allow to efficiently disentangle relaxed from unrelaxed systems. This explains the disagreement found in the studies on the evolution of the Tully-Fisher relation. The results presented in this thesis show a non-evolution of this relation in the velocity versus stellar mass diagram. Finally, analysing data from GIRAFFE with its IFU mode shows that mapping the physical and chemical properties of the interstellar medium in distant galaxies is useful to understand the mechanisms responsible for the star formation in distant galaxies.

To extend the integral field spectroscopy to galaxies at higher redshifts, one needs to explore the coupling of this technique with adaptive optics. The FALCON project (dedicated to both VLTs and ELTs) is a new promising way in this direction introducing Multi-Object Adaptive Optics (MOAO). In this concept, only the regions of scientific interests are corrected and analyzed instead of the whole field of view. We discuss the development of miniaturized systems to analyse and correct the wavefront as well as an original control and command strategy in open loop.

## Key-Words :

Galaxy Formation - Galaxy Evolution - Kinematics of Galaxies - Dynamics of Galaxies - Luminous Compact Galaxies - Tully-Fisher relation - Integral Field Spectroscopy - Adaptive Optics - Instrumentation.

## Liste des Abréviations

$\Lambda$ -CDM	Lambda Cold Dark Matter
AGN	Active Galactic Nuclei
AO	Adaptive Optics
ASO	Analyseur de Surface d'Onde
CCD	Charge-Coupled Device
CDFS	Chandra Deep Field South
CFRS	Canada France Redshift Survey
DAO	Distributed Adaptive Optics
DM	Deformable Mirror
EE	Energie Encadrée
EIS	ESO Imaging Survey
ELT	Extremely Large Telescope
ERO	Extremely Red Object
ESO	European Southern Observatory
ETC	Exposure Time Calculator
EW	Equivalent Width
FIR	Far InfraRed
FoV	Field of View
FPI	Fabry Perot Interferometer
FRD	Focal Ratio Degradation
FWHM	Full Width at Half Maximum
GHASP	Gassendi Ha Survey of SPirals
GEMS	Galaxy Evolution from Morphologies and SEDs
GLAO	Ground Layer Adaptive Optics
GOODS	Great Observatories Origins Deeps Survey
GS	Guide Star
HDF	Hubble Deep Field
HST	Hubble Space Telescope
IFU	Integral Field Unit
IFS	Integral Field Spectroscopy
IMF	Initial Mass Function
IR	InfraRed
IS	Image Slicer
ISO	Infrared Space Obsrvatory
JWST	James Webb Space Telescope



# Table des matières

<b>I</b>	<b>Formation et évolution des galaxies</b>	<b>1</b>
<b>1</b>	<b>Introduction: galaxies et cosmologie</b>	<b>3</b>
1.1	Les galaxies locales . . . . .	3
1.2	Mécanismes de formation des galaxies . . . . .	9
<b>2</b>	<b>Formation et Evolution des galaxies</b>	<b>33</b>
2.1	Propriétés évolutives des galaxies . . . . .	34
2.2	Mécanismes d'évolution . . . . .	51
2.3	Scénarii de formation et d'évolution des galaxies . . . . .	58
<b>II</b>	<b>Dynamique des galaxies à <math>z \leq 1</math></b>	<b>79</b>
<b>3</b>	<b>Méthodologie: cinématique des galaxies lointaines</b>	<b>81</b>
3.1	Courbes de rotation . . . . .	82
3.2	Champs de vitesse . . . . .	85
3.3	Cinématique dans l'Univers lointain . . . . .	89
3.4	Le spectrographe FLAMES/GIRAFFE . . . . .	90
3.5	Outils logiciels . . . . .	107
<b>4</b>	<b>Résultats: dynamique des galaxies lointaines</b>	<b>115</b>
4.1	Dynamique des galaxies à $z \sim 0.6$ . . . . .	115
4.2	Dynamique des galaxies compactes lumineuses . . . . .	135

4.3	Comparaison avec des modèles numériques . . . . .	152
4.4	Cartographie des processus physiques dans les galaxies . . . . .	157
4.5	Tests du scénario “spiral rebuilding” . . . . .	164
 <b>III Dynamique des galaxies à <math>z \geq 1</math>: besoins instrumen-</b>		
<b>taux</b>		<b>169</b>
 <b>5 OA et champs cosmologiques: le concept FALCON</b>		<b>171</b>
5.1	Les galaxies de $z=1$ à 3 . . . . .	171
5.2	Spécifications scientifiques pour un nouvel instrument 3D dans le proche IR . . . . .	173
5.3	Spectroscopie et Optique Adaptative . . . . .	174
5.4	Performances du concept FALCON . . . . .	178
5.5	L’IFU FALCON . . . . .	185
5.6	Le spectrographe FALCON: perspectives . . . . .	209
 <b>Conclusion &amp; Perspectives</b>		<b>219</b>
 <b>Annexes</b>		<b>227</b>
 <b>A Spectroscopie 3D</b>		<b>227</b>
A.1	Spectroscopie 3D à balayage . . . . .	227
A.2	Spectroscopie 3D intégrale de champ . . . . .	228
 <b>B Eléments d’optique adaptative</b>		<b>235</b>
B.1	La turbulence atmosphérique . . . . .	235
B.2	L’Optique Adaptative . . . . .	238
B.3	Optique Adaptative et grands champs . . . . .	241

<b>C</b>	<b>Extremely Large Telescopes</b>	<b>251</b>
C.1	Les galaxies à grand $z$ . . . . .	251
C.2	Extremely Large Telescopes . . . . .	252
C.3	MOMFIS . . . . .	255
C.4	Conclusion . . . . .	258
<b>D</b>	<b>Liste des publications</b>	<b>261</b>





# Table des figures

1.1	Classification de Hubble des galaxies locales. . . . .	4
1.2	Relations de Tully-Fisher. . . . .	8
1.3	Fond diffus cosmologique. . . . .	10
1.4	Composition énergétique de l'Univers. . . . .	11
1.5	Simulations numériques du champ de densité de matière noire. . . . .	12
1.6	Fraction de masse stellaire formée. . . . .	17
1.7	Influence du feedback AGN sur l'âge moyen des étoiles de la galaxie hôte. . . . .	18
1.8	Simulation de la formation d'un disque par collision de galaxies et feedback AGN. . . . .	21
2.1	Exemple de galaxie bleue compacte lumineuse. . . . .	36
2.2	Evolution en taille des galaxies. . . . .	37
2.3	Evolution de la relation de Tully-Fisher en bande B . . . . .	40
2.4	Evolution de la relation de Tully-Fisher en bande K . . . . .	41
2.5	Evolution de la densité de formation stellaire. . . . .	43
2.6	Evolution de la densité de masse stellaire. . . . .	44
2.7	Variation du taux de formation stellaire spécifique en fonction de la masse stellaire. . . . .	47
2.8	Evolution de la relation $M_*$ - $Z$ . . . . .	49
2.9	Processus dynamiques contraignant l'accrétion extérieure de gaz. . . . .	52

2.10	Simulations numériques de galaxies en interaction incluant les effets de la poussière. . . . .	54
2.11	Taux de formation stellaire de galaxies en interaction. . . . .	55
2.12	Formation d’une galaxie spirale à partir de progéniteurs riches en gaz. . . . .	57
2.13	Evolution de la densité de masse stellaire. . . . .	60
2.14	Pseudo-bulbe dans NGC 5746. . . . .	62
2.15	Contribution des différents types d’interaction au taux de formation stellaire dans un scénario de type “collisional starburst”. . . . .	63
2.16	Illustration du scénario “spiral rebuilding” . . . . .	65
2.17	Comparaison des différents scénarii de formation et d’évolution des galaxies . . . . .	67
3.1	Courbe de rotation obtenue par Pease en 1918 . . . . .	82
3.2	Comparaison entre les gradients interne et externe des courbes de rotation . . . . .	84
3.3	Courbe de rotation de la galaxie Q0347-C5 située à $z=3.234$ . . . . .	86
3.4	Simulations numériques de champs de vitesse . . . . .	87
3.5	Champ de vitesse de la galaxie NGC5371 obtenu par interférométrie Perot-Fabry. . . . .	89
3.6	Vue d’ensemble de l’instrument FLAMES . . . . .	92
3.7	Plateaux de configuration GIRAFFE . . . . .	93
3.8	Contraintes imposées par l’instrument FLAMES lors de la préparation des observations . . . . .	94
3.9	Exemple de configuration MEDUSE réalisée avec FPOSS . . . . .	96
3.10	Reduction de données GIRAFFE avec GIRBLDRS . . . . .	97
3.11	Rapport du doublet OII en fonction de la densité électronique . . . . .	99
3.12	Rapport du doublet OII en fonction du SNR . . . . .	100
3.13	Exemples de filtrage d’un spectre 1D selon différentes techniques . . . . .	108
4.1	Observation du doublet OII dans la galaxies HDFS4090 . . . . .	133

4.2	Exemples de doublets OII obtenus avec l'IFU GIRAFFE . . . . .	134
4.3	Profil de lumière médian des LCGs . . . . .	151
4.4	Evolution du rayon contenant la moitié de la lumière au cours de la fusion de deux galaxies . . . . .	153
4.5	Simulation d'observations GIRAFFE d'une séquence de fusion entre deux galaxies Sbc . . . . .	154
4.5	<i>suite.</i> . . . .	155
4.6	Comparaison entre les simulations d'une fusion entre galaxies Sbc et des observations GIRAFFE . . . . .	156
4.7	Diagramme classe dynamique - $r_{1/2}$ . . . . .	165
4.8	Comparaison des classifications morphologiques et dynamiques . . . .	166
5.1	Morphologie des SMGs. . . . .	173
5.2	Effets de l'AO sur la PSF . . . . .	176
5.3	Principe du concept FALCON . . . . .	178
5.4	Effet de l'ouverture et de la distance de mesure sur le couplage du système FALCON avec des NGS de magnitude $R = 16$ . . . . .	180
5.5	Effet de l'ouverture et de la distance de mesure sur le couplage du système FALCON avec des NGS de magnitude $R = 17$ . . . . .	181
5.6	Effet de l'ouverture, de la distance de mesure et du nombre de modes corrigés sur le couplage du système FALCON . . . . .	182
5.7	Couplages dans un carré de 0.25 arcsec calculés à partir d'étoiles ob- servées. . . . .	184
5.8	Comparaison des couplages simulés avec les couplages observés . . . .	184
5.9	Exemple de mesure du couplage sur une PSF simulée en bande H . .	186
5.10	Comparaison des couplages simulés et observés après déconvolution et en utilisant un estimateur robuste du couplage . . . . .	186
5.11	Simulation préliminaire du spectrographe FALCON . . . . .	187
5.12	Micro-DM OKO . . . . .	197
5.13	Design de l'instrument KMOS . . . . .	210

5.14	Stratégies de soustraction du ciel en IR . . . . .	211
A.1	Principales techniques de spectroscopie intégrale de champ. . . . .	228
A.2	Principe de fonctionnement d'une fibre optique à saut d'indice . . . .	230
A.3	Schéma de principe des IFUs à fibres et microlentilles . . . . .	230
A.4	Principe de l'anamorphose dans un dissecteur d'image . . . . .	232
A.5	Principe de l'image slicer . . . . .	233
B.1	Structure de la turbulence atmosphérique . . . . .	235
B.2	Mesure du profil de $C_n^2$ . . . . .	237
B.3	Principe d'un système d'OA . . . . .	239
B.4	Base des polynômes de Zernike . . . . .	240
B.5	Principe des différentes approches utilisées en tomographie . . . . .	243
C.1	. . . . .	252
C.2	Evolution du diamètre des télescopes . . . . .	253
C.3	Design optique du projet OWL. . . . .	255
C.4	Design optique de l'instrument MOMFIS. . . . .	258

# Liste des tableaux

1.1	Fractions des différents types morphologiques le long de la séquence de Hubble . . . . .	5
1.2	Propriétés physiques des galaxies le long de la séquence de Hubble. .	6
2.1	Evolution des types morphologiques . . . . .	35
2.2	Tableau récapitulatif des propriétés évolutives des galaxies . . . . .	50
3.1	Principales caractéristiques des principaux spectrographes à intégrale de champ existants . . . . .	91
4.1	Classification spectrale en fonction de la classe dynamique . . . . .	135
5.1	Spécifications scientifiques de FALCON . . . . .	175
5.2	Provenance des données utilisées pour comparer les PSF FALCON simulées à des profils de lumière d'étoile . . . . .	183
A.1	Transmission de l'IFU GIRAFFE . . . . .	231
C.1	Energie Encadrée pour différents systèmes d'OA dédiés à OWL . . .	256
C.2	Estimation du SNR obtenu avec MOMFIS . . . . .	257



# Première partie

## Formation et évolution des galaxies





# Chapitre 1

## Introduction : galaxies et cosmologie

### Sommaire

---

<b>1.1</b>	<b>Les galaxies locales . . . . .</b>	<b>3</b>
1.1.1	La séquence de Hubble . . . . .	3
1.1.2	Propriétés dynamiques . . . . .	5
<b>1.2</b>	<b>Mécanismes de formation des galaxies . . . . .</b>	<b>9</b>
1.2.1	Le contexte cosmologique: le modèle $\Lambda$ -CDM . . . . .	9
1.2.2	Les modèles de formation . . . . .	15

---

## 1.1 Les galaxies locales

### 1.1.1 La séquence de Hubble

Les galaxies locales sont habituellement classées en fonction de leur morphologie, selon un schéma établi par Hubble (Hubble, 1926). Cette classification divise les galaxies en deux grandes catégories, les galaxies elliptiques (E) et les galaxies spirales (S), elles-mêmes subdivisées en galaxies spirales barrées (SB) et non barrées. (Shapley et Paraskevopoulos, 1940) ont étendu cette classification afin d’y inclure les galaxies irrégulières (Irr) dans la continuité des galaxies spirales, pour aboutir au schéma en forme de diapason bien connu (figure 1.1).

Les galaxies elliptiques sont caractérisées par leur ellipticité  $e = (a - b/a)$  où  $a$  et  $b$  sont respectivement les grand et petit axes de l’ellipse formée par la projection

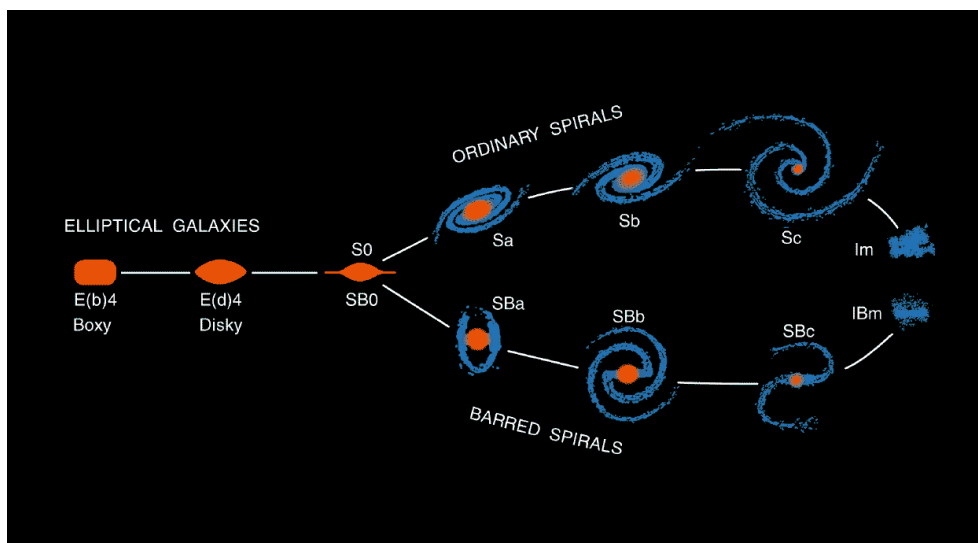


FIG. 1.1 – Classification de Hubble des galaxies locales. De gauche à droite : galaxies elliptiques (boxy puis diskly) E, lenticulaires S0, spirales normales (branche du haut) et barrées (branche du bas) et galaxies irrégulières de type magellaniques (Im). [Source : [chandra.as.utexas.edu/~kormendy/](http://chandra.as.utexas.edu/~kormendy/)]

de la galaxie dans le plan du ciel. Elles sont notées  $En$  où  $n = 10e$  avec  $n$  variant de 0 à 7. Contrairement aux elliptiques, les galaxies spirales se décomposent en sous structures formées d'un disque et d'un bulbe<sup>1</sup>. Le disque peut présenter des bras spiraux qui se rattachent alors au bulbe. La classification divise les spirales en sous-classes Sa à Sc selon l'importance décroissante du bulbe par rapport au disque et l'importance et la résolution croissantes des bras spiraux. Les galaxies lenticulaires S0 assurent la transition entre les elliptiques et les spirales : elles possèdent un bulbe et un disque mais pas de bras spiraux. Le diapason de Hubble a été étendu par de Vaucouleurs (de Vaucouleurs, 1959) qui a introduit les types intermédiaires Sd, Sm entre les Sc et les Irr, elles-mêmes redivisées en Im de type magellanique, et les I0. Les galaxies n'entrant dans aucune catégorie sont notées Pec pour Peculiar. Ce sont souvent des galaxies en interactions ou en cours de fusion et se caractérisent par des structures très particulières comme des ponts ou des queues de matière (Toomre et Toomre, 1972; Barnes et Hernquist, 1992).

La fraction de chaque type morphologique est donnée dans la table 1.1. Ces fractions varient en fonction de l'environnement (Dressler, 1980; Goto *et al.*, 2003) :

<sup>1</sup>Ceci a conduit à une première interprétation de la séquence de Hubble en tant que séquence évolutive des galaxies elliptiques vers les spirales, plus riches en structures. Ces dernières étaient alors qualifiées de "tardives" alors que les premières étaient appelées "précoces". Même si cette interprétation est aujourd'hui totalement désuète (voir chapitre 3), cette dénomination précoce/tardive est encore largement utilisée.

il y a plus d'elliptiques et moins de spirales tardives dans les amas que dans le champ. Certaines galaxies, comme les elliptiques géantes cD, sont même présentes uniquement au centre de ces derniers.

Type	E	S0	S	Im	I0	Pec
Fraction (%)	13	21.5	61.1	2.55	0.85	0.9

TAB. 1.1 – Fractions des différents types morphologiques le long de la séquence de Hubble (Combes, 1991). La fraction de galaxies spirales S de type plus précoce que Sbc est de 75% (Nakamura *et al.*, 2004).

Le profil de luminosité des galaxies est de plus en plus piqué au centre à mesure que l'on se déplace des galaxies elliptiques vers les spirales, évoluant d'un profil en  $R^{1/4}$  (de Vaucouleurs, 1948) pour les elliptiques et les bulbes vers un profil exponentiel pour les spirales (Freeman, 1970). Sersic (Sersic, 1968) a généralisé ces profils en une loi de type  $R^{1/n}$  : cette tendance a été quantifiée par (Andredakis *et al.*, 1995) qui ont trouvé une corrélation entre  $n$  et le type morphologique.

De nombreuses propriétés physiques des galaxies sont corrélées au type morphologique (Roberts et Haynes, 1994). Le tableau 1.2 résume les principales corrélations observées. Il illustre pourquoi la classification de Hubble est très largement utilisée : elle permet de réduire les principales propriétés physiques des galaxies à leurs propriétés morphologiques.

### 1.1.2 Propriétés dynamiques

La dichotomie existant entre les galaxies de type précoce et de type tardif se retrouve également dans leurs propriétés dynamiques. Les étoiles des galaxies elliptiques (tout comme les bulbes des galaxies spirales) sont souvent animées d'un faible mouvement de rotation (Simien et Prugniel, 1997a; Simien et Prugniel, 1997b; Simien et Prugniel, 1997c; Simien et Prugniel, 1998; Simien et Prugniel, 2000; Simien et Prugniel, 2002), leur cohésion étant due à leur dispersion de vitesse (par exemple (de Zeeuw et Franx, 1991; Prugniel et Simien, 1994)). Les champs de vitesse stellaires des galaxies E/S0 révèlent une dynamique relativement complexe, montrant fréquemment des disques stellaires centraux ou des corps dynamiquement découplés (Bacon *et al.*, 2001; de Zeeuw *et al.*, 2002; Emsellem *et al.*, 2004)<sup>2</sup>. Dans environ 75% des galaxies de type précoce (E/S0), des traces de gaz ionisé peuvent être détectées et celles-ci montrent alors que le mouvement du gaz est découplé de celui

<sup>2</sup>voir aussi (Batcheldor *et al.*, 2005) pour le premier relevé 3D de bulbes.

Propriété	Types précoce $\rightarrow$ tardif	Références
Taille des disques	$\searrow$	(Shen <i>et al.</i> , 2003)
Gaz $HI$	$\nearrow$	(Roberts, 1969)
		(Springob <i>et al.</i> , 2005)
Gaz $HII$	$\nearrow$	(Kennicutt, 1992)
		(Nakamura <i>et al.</i> , 2004)
Gaz $H_2$	$\searrow$	(Roberts et Haynes, 1994)
Métaux	$\searrow$	(Roberts et Haynes, 1994)
Luminosité B	$\searrow$	(Roberts et Haynes, 1994)
$B/T^a$	$\searrow$	(Kent, 1985)
Couleur	rouge $\rightarrow$ bleu	(Shimasaku <i>et al.</i> , 2001)
		(Strateva <i>et al.</i> , 2001)
Populations stellaires	vieilles (K) $\rightarrow$ jeunes (A)	(Kennicutt, 1992)
Masse dynamique	$\searrow$	(Kauffmann <i>et al.</i> , 2003)
Matière noire	$\nearrow$	(Tinsley, 1981)

<sup>a</sup> Rapport des luminosités intégrées dans le bulbe et le disque.

TAB. 1.2 – Propriétés physiques des galaxies le long de la séquence de Hubble des types morphologiques tardifs (S/Irr) aux types précoces (E/S0). La plupart de ces propriétés sont détaillées dans (Roberts et Haynes, 1994). Les autres articles indiquées dans la table font généralement référence aux résultats obtenus dans le Sloan Digital Sky Survey (SDSS) qui a cartographié plus de 100 millions de galaxies dans un quart de la voûte céleste. Certaines tendances indiquées ici sont à prendre avec précaution à cause de la dispersion relativement grande observée dans certaines corrélations avec le type morphologique. Par exemple, même si les objets les plus massifs sont généralement des galaxies elliptiques, il existe également une population de galaxies naines elliptiques dE.

des étoiles, notamment à travers un désalignement de l’axe principal du champ de vitesse (Falcón-Barroso *et al.*, 2005).

Dans les galaxies spirales, la situation est inversée : les étoiles sont en rotation rapide et c’est cette rotation qui assure l’équilibre de la galaxie à grande échelle (Toomre, 1964). Dans la plupart des galaxies spirales, le gaz tourne plus rapidement et a une dispersion de vitesse plus faible que celle des étoiles. Ceci peut s’expliquer par un confinement du gaz dans le disque et un support dynamique assuré par la rotation, alors que les étoiles seraient plutôt supportées par la dispersion (Pizzella *et al.*, 2004). Cette dernière tendance apparaît plutôt dans les galaxies spirales de type précoce.

Dans les spirales tardives, gaz et étoiles semblent tous les deux supportés par la rotation (Vega Beltrán *et al.*, 2001).

D’importantes corrélations dans les propriétés dynamiques des galaxies ont été mises en évidence :

- corrélation entre la dispersion de vitesse du bulbe et la vitesse de rotation dans les galaxies spirales et elliptiques (Whitmore *et al.*, 1979; Gerhard *et al.*, 2001; Ferrarese, 2002; Baes *et al.*, 2003; Pizzella *et al.*, 2005) ;
- corrélation entre la masse du trou noir central et la dispersion de vitesse du bulbe (Gebhardt *et al.*, 2000; Ferrarese et Merritt, 2000).

La dispersion de vitesse du bulbe et la vitesse de rotation sont des paramètres cinématiques utilisés dans l’estimation des masses (Bender *et al.*, 1992; Lequeux, 1983) : ces corrélations semblent donc indiquer que la formation des différentes composantes des galaxies (trous noirs, bulbes et disques) serait étroitement liée.

Il existe d’autres corrélations reliant les propriétés dynamiques et photométriques des galaxies. Pour les galaxies elliptiques, la relation de (Faber et Jackson, 1976) lie la luminosité  $L$  à la dispersion de vitesse  $\sigma$  :

$$L = 10^{10} L_{\odot} \left( \frac{\sigma}{220 \text{ km s}^{-1}} \right)^4$$

Cette relation est en fait la projection d’une relation plus générale entre  $L$ ,  $\sigma$  et  $I_e$ , la brillance de surface à l’intérieur du rayon effectif  $r_e$ . Cette relation définit le plan fondamental des galaxies elliptiques (Dressler *et al.*, 1987; Djorgovski et Davis, 1987; Bernardi *et al.*, 2003) :

$$L \propto \sigma^{1.49} I_e^{-0.75}$$

L’équivalent de la relation de Faber-Jackson pour les galaxies spirales est la relation de (Tully et Fisher, 1977) entre la vitesse de rotation maximale du disque  $V_{max}$  et la luminosité  $L$  :  $L \propto V_{max}^{\alpha}$ . Il existe de nombreuses manières de mesurer  $V_{max}$  : à partir de la largeur du profil de la raie HI à 21 cm (Aaronson *et al.*, 1979; Bottinelli *et al.*, 1983), à partir de la courbe de rotation (Rubin *et al.*, 1980), ou encore à partir des champs de vitesse  $H_{\alpha}$  (Schommer *et al.*, 1993). Beaucoup d’études ont été consacrées à améliorer la précision de cette relation (Tully et Fouque, 1985; Willick *et al.*, 1996; Raychaudhury *et al.*, 1997; Courteau, 1997; Tully et Pierce, 2000) car elle est utilisée comme indicateur de distance (Aaronson *et al.*, 1979). Cette corrélation a été observée dans plusieurs bandes (Aaronson *et al.*, 1979; Aaronson et Mould, 1983) et est naturellement meilleure dans l’infrarouge où les effets d’extinction sont minimisés : le facteur  $\alpha$  vaut entre 2 dans le bleu et 4 dans l’infrarouge (Strauss et Willick, 1995). Récemment, la relation de Tully-Fisher a été étendue à une relation

de Tully-Fisher “baryonique” (Figure 2.4) prenant en compte l’ensemble de la matière baryonique (McGaugh *et al.*, 2000; Pfenniger et Revaz, 2005; McGaugh, 2005). Cette nouvelle relation semble être significativement plus robuste que la relation utilisée habituellement (Gurovich *et al.*, 2004).

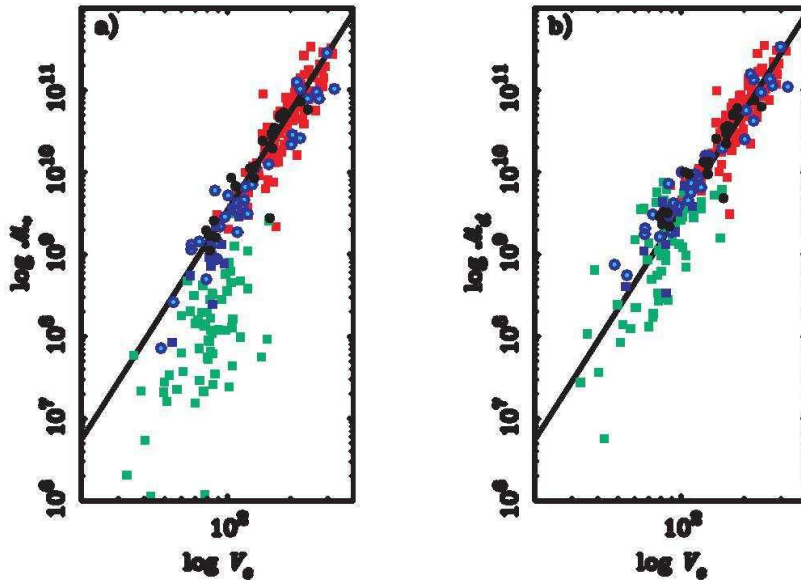


FIG. 1.2 – Relations de Tully-Fisher (McGaugh *et al.*, 2000) : (a) selon la masse stellaire ; (b) selon la masse baryonique. Les carrés indiquent des mesures faites à partir de la largeur du profil intégré et les cercles celles faites à partir de courbes de rotation. En rouge : mesures réalisées en bande H (Bothun *et al.*, 1985) ; en noir : mesures réalisées en bande K’ (Verheijen, 1997) ; en vert : mesures réalisées en bande I (Pildis *et al.*, 1997; Eder et Schombert, 2000) ; en bleu : mesures réalisées en bande B (bleu clair : (McGaugh et de Blok, 1998), bleu foncé : (Matthews *et al.*, 1998)). La ligne noire indique un ajustement réalisé à partir des galaxies les plus brillantes. La figure (a) montre un déficit en masse des galaxies avec  $V_c \leq 90$  km/s. En incluant l’ensemble de la masse baryonique (gaz) ces galaxies suivent à nouveau la même relation ( $\alpha = 4$ ).

Malgré une telle robustesse, l’origine de la relation de Tully-Fisher, tout comme celle du plan fondamental, n’est pas encore parfaitement comprise théoriquement (Eisenstein et Loeb, 1996; Steinmetz et Navarro, 1999). Ce type de corrélations entre propriétés photométriques et dynamiques semble indiquer un mécanisme de formation commun à toutes les galaxies spirales d’une part et elliptiques d’autre part. Des simulations numériques de fusions de galaxies spirales vérifiant la relation de Tully-Fisher ont montré que les galaxies elliptiques obtenues après l’interaction reproduisaient le plan fondamental observé localement (Aceves et Velázquez, 2005), ce qui laisse penser que ce dernier ne pourrait être qu’une conséquence de la relation

de Tully-Fisher et d'un processus d'évolution des galaxies par fusion. Selon cette hypothèse, il se pourrait donc que la relation de Tully-Fisher soit plus "fondamentale" que le plan fondamental.

Nous reviendrons plus en détails sur les propriétés cinématiques et dynamiques des galaxies au chapitre 3.

## 1.2 Mécanismes de formation des galaxies

Nous avons vu dans le paragraphe précédent que les galaxies locales pouvaient être classées en deux grandes catégories, les galaxies de type précoce (E/S0) et de type tardif (S/Irr). Il a donc été naturel de chercher à expliquer séparément l'origine de ces deux populations. Ces mécanismes de formation ont été mis en évidence à partir de simulations numériques basées sur le modèle  $\Lambda$ -CDM, présenté ci-dessous.

### 1.2.1 Le contexte cosmologique : le modèle $\Lambda$ -CDM

#### Découplage matière-rayonnement

L'histoire de l'Univers homogène est essentiellement l'histoire de la succession de déséquilibres réactionnels : c'est l'état de forte densité de l'Univers primordial qui assure l'équilibre thermique entre les espèces baryoniques et bosoniques dans les premiers instants. Mais l'expansion de l'Univers conduit invariablement à la rupture successive de ces états d'équilibre : la densité des espèces diminuant, les taux de collisions ne suffisent plus à maintenir l'équilibre thermique entre les espèces qui se découplent progressivement les unes des autres. Le découplage matière-rayonnement est le dernier événement de ce type et se produit à  $z \sim 1100$  (environ 380000 ans après le Big-Bang).

Le découplage matière-rayonnement marque l'époque où la matière se retrouve libre de toute interaction autre que gravitationnelle. Cet événement est contemporain de la recombinaison : les électrons n'interagissent plus avec les photons et s'associent aux noyaux atomiques formés durant la nucléosynthèse primordiale. L'Univers devient ainsi peu à peu neutre et donc transparent au rayonnement des photons découplés. Ce rayonnement a été baptisé CMB (Cosmological Microwave Background, voir (Scott et Smoot, 2004)) et a été découvert en 1965 par Penzias et Wilson. Il est très proche d'un corps noir et fortement isotrope, les seules anisotropies étant d'intensité relative de l'ordre de  $10^{-5}$  (figure 1.3). Ces anisotropies sont les vestiges



des premières fluctuations de matière ayant conduit à la formation des premières grandes structures de l'Univers.

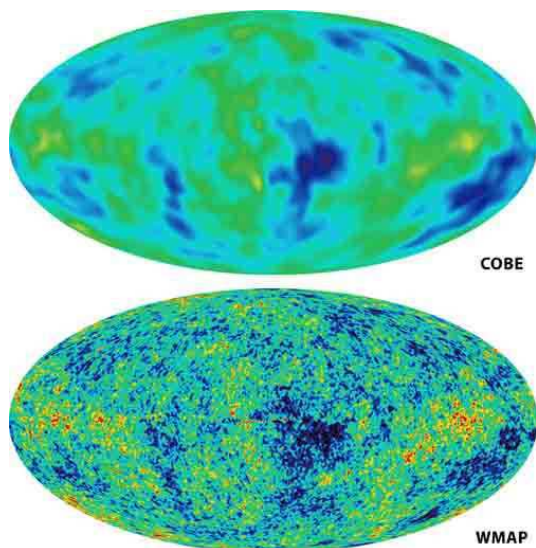


FIG. 1.3 – Fond diffus cosmologique (CMB) : en haut, mesure effectuée par le satellite COBE en 1992 et en bas, par le satellite WMAP, dix ans après. Les fluctuations en température relatives sont de l'ordre de  $10^{-5}$  et représentent les germes des futures galaxies.

Avant le découplage, à cause de la compétition entre la gravitation, l'expansion, et la pression de radiation due aux photons, le plasma primordial est soumis à des fluctuations acoustiques qui empêchent les sur-densités de matière de croître. Le découplage puis la recombinaison rend possible l'auto-amplification gravitationnelle de ces sur-densités car elles ne sont plus soumises à la pression de radiation des photons. La recombinaison n'est pas instantanée : elle se produit en réalité sur une "tranche" de redshift d'environ 200 que l'on appelle abusivement la surface de dernière diffusion. Pendant cette période, le rayonnement n'est pas encore totalement découplé de la matière et va s'imprégner des premières sur-densités qui se forment. Ce sont ces fluctuations que l'on observe à travers les anisotropies du CMB. Or pour pouvoir expliquer la présence aujourd'hui de structures aussi contrastées que les galaxies et les amas, il faudrait que ces sur-densités soient de l'ordre de  $10^{-3}$  à la fin de la recombinaison. Elles ne sont que de l'ordre de  $10^{-5}$  : la dynamique des baryons ne suffit donc pas à expliquer à elle seule la formation des premières structures.

### Le modèle de concordance

Le CMB a permis de fixer avec précision le cadre cosmologique des modèles de Big Bang (Spergel *et al.*, 2003) : l'Univers est constitué à 70% d'énergie sombre

(constante cosmologique  $\Lambda$  ou champ de quintessence), responsable de la phase d'expansion accélérée que l'Univers subit aujourd'hui, et la matière baryonique ne constitue que 5% des 30% d'énergie se trouvant sous forme massique. 85% de la masse est donc sous une forme encore inconnue, la matière noire. Les résultats récents du satellite WMAP ont également permis de contraindre l'état thermique de cette matière noire. Celle-ci est très majoritairement froide (de type "Cold Dark Matter", CDM), c'est-à-dire de vitesse très fortement sub-luminique, et donc constituée de particules très massives. Ce cadre cosmologique, le modèle  $\Lambda$ -CDM (Lahav et Liddle, 2004; Sahni, 2005) est maintenant très largement accepté.



FIG. 1.4 – Composition énergétique de l'Univers. [Source : cours de DEA de Y. Mellier]

Le fait que 85% de la matière soit de type CDM permet de comprendre comment les grandes structures ont pu se former malgré les difficultés soulignées plus haut. En effet, la matière noire froide se découple du plasma primordial au moment où la densité de matière équivaut celle du rayonnement, soit à  $z \sim 3200$ . Cette époque marque la transition entre l'ère de domination du rayonnement et celui de la matière. Dès cette époque, la matière noire froide, étant insensible aux interactions couplant encore les autres constituants du plasma primordial, est libre de se condenser sous l'influence de la gravitation pour former des halos de matière noire. Ces halos vont se comporter en pièges gravitationnels pour les baryons lorsque ceux-ci se retrouvent à leur tour libres de s'effondrer. La CDM est donc un catalyseur dans la croissance des sur-densités baryonique et permet d'expliquer l'observation de structures aussi contrastées que les galaxies et les amas aujourd'hui (figure 1.5).

## Evolution hiérarchique

Le modèle  $\Lambda$ -CDM est dit hiérarchique car les structures croissent par fusion successive des halos de matière noire, puis des baryons contenus dans ces halos. Les structures baryoniques dépassant la masse de Jeans peuvent alors se virialiser<sup>3</sup> et

<sup>3</sup>L'équilibre du Viriel est atteint lorsque les énergies gravitationnelles et cinétiques se compensent, fixant ainsi les propriétés macroscopiques de l'objet comme sa dimension, sa température, etc.

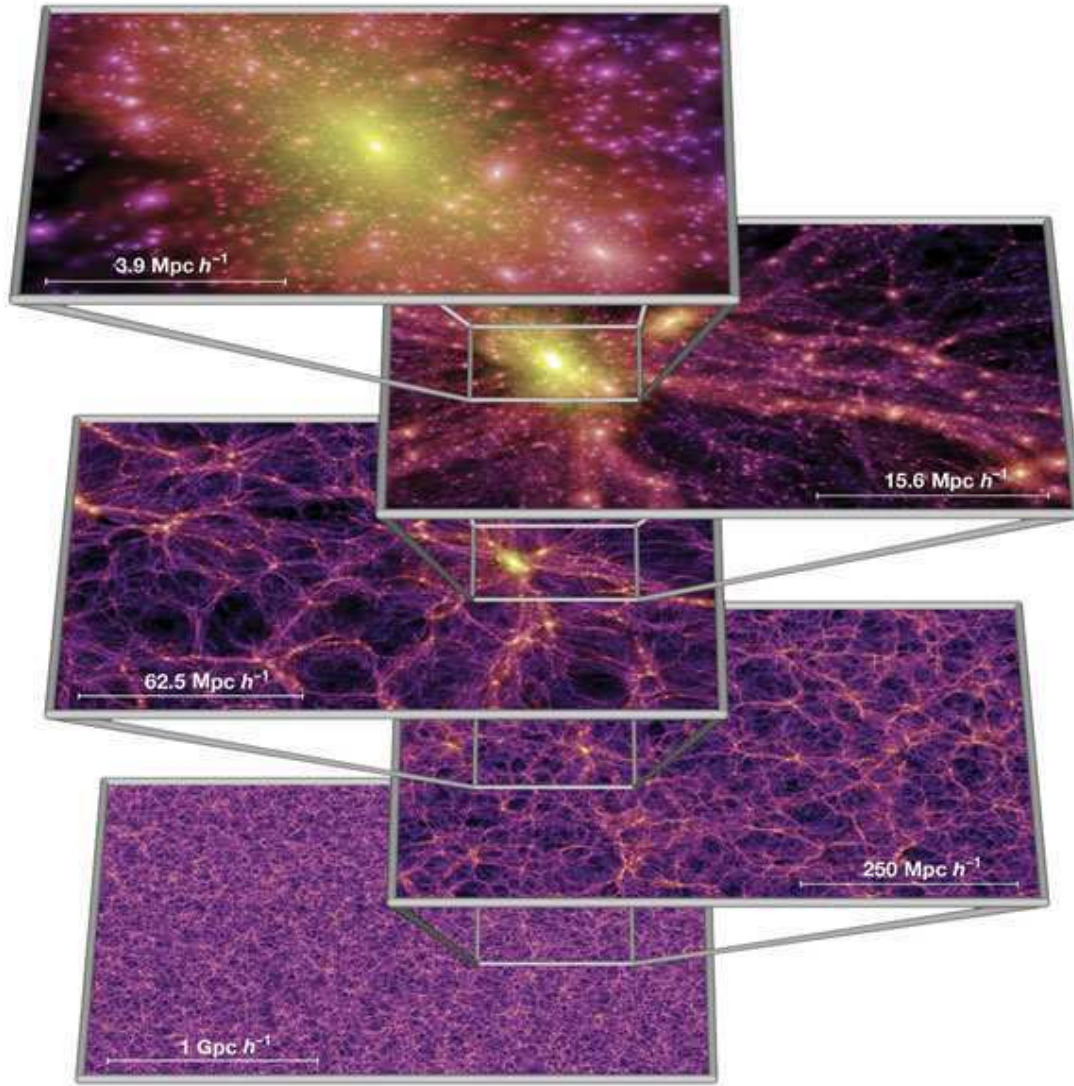


FIG. 1.5 – Simulations numériques du champ de matière noire (Springel *et al.*, 2005). Chaque image est une projection du champ de densité de matière noire sur une épaisseur de  $15h^{-1}$  Mpc. Les couleurs codent la densité et la dispersion de vitesse locale de la matière noire. Les zooms successifs sont centrés sur un halo d’amas. Cette figure est extraite de l’une des plus puissantes simulations jamais réalisées, à partir de  $2160^3$  particules entre  $z=127$  et  $z=0$  (“millenium run”).

se condenser grâce à divers processus de refroidissement (refroidissement  $HI$  et/ou  $H_2$ , voir (Miralda-Escudé, 2003)). Les premières structures baryoniques à se former sont typiquement de la taille des amas globulaires, soit  $M^{5-6} M_\odot$  (Abel *et al.*, 2002; Bromm et Larson, 2004). Les premières étoiles (population III) se formeraient ainsi au sein de ces halos vers  $z=20-30$  et seraient très massives ( $> 100 M_\odot$ ) car la fragmentation des nuages de baryons serait encore peu efficace. Cette population III

serait donc à durée de vie très courte et donnerait des supernovae très puissantes, capables de diffuser les premiers métaux hors des halos, voire de les détruire. Les générations suivantes d'étoiles (populations I et II) seraient ainsi très vite enrichies en métaux, ce qui produirait des étoiles moins massives à durée de vie plus longue. Grâce aux métaux, les baryons peuvent se refroidir plus vite et se condenser plus efficacement, sans nécessiter l'effet de catalyse gravitationnelle de la matière noire. Les supernovae de ces nouvelles générations ne seraient alors plus suffisamment puissantes pour détruire les halos de matière noire, ce qui rend possible la formation de structures gravitationnelles plus étendues : les galaxies et les amas.

En dépit de ses nombreux succès aux grandes échelles, le modèle  $\Lambda$ -CDM semble incompatible avec certaines observations à des échelles plus petites (Sahni, 2005). Les simulations cosmologiques obtiennent en effet un nombre de galaxies naines dans le groupe local inférieur d'un ordre de grandeur au nombre de sous-halos de matière noire. Le désaccord pourrait provenir de l'hypothèse peut-être trop simpliste que chaque halo de matière noire contient une structure baryonique liée gravitationnellement. Un deuxième problème majeur concerne la différence observée entre les profils de densité des halos de matière noire. En effet, le modèle CDM prédit un profil universel, le profil de Navarro Frenk et White (NFW, (Navarro *et al.*, 1996; Navarro *et al.*, 1997)), qui s'applique aussi bien aux amas qu'aux galaxies individuellement. Ce profil est qualifié de "cuspy" en raison de sa forme très piquée au centre. Or les observations des amas et des galaxies naines ou à faible surface de brillance suggèrent plutôt un profil "core" c'est-à-dire présentant un profil de pente plus douce vers le centre du halo (Moore *et al.*, 1999; de Blok *et al.*, 2001). Cette contradiction pourrait être liée à un effet de résolution des simulations (Xiao *et al.*, 2004) ou des observations, à des effets de projection dus à la triaxialité des halos de matière noire (Hayashi *et al.*, 2004), voire à des phénomènes de pertes de masse suivis d'une ré-acréation du gaz (Read et Gilmore, 2005). L'ensemble des problèmes rencontrés par le modèle  $\Lambda$ -CDM semble provenir du manque de compréhension que nous avons de la relation entre matière noire et matière baryonique.

### Les modèles concurrents

Contrairement à ce que l'on pense souvent, la mesure des anisotropies du CMB ne permet pas de contraindre directement la densité de matière  $\Omega_m$  : celles-ci nous renseignent uniquement sur la géométrie de l'Univers (Blanchard, 2003) : les mesures du CMB en elles-mêmes n'excluent absolument pas les modèles d'Einstein-de Sitter à constante cosmologique nulle. C'est en réalité l'ajout de contraintes indépendantes qui conduit à des Univers avec constante cosmologique. Une des preuves

observationnelles d'une constante cosmologique non nulle provient des supernovae lointaines qui ont une luminosité plus faible que celle attendue. Ce résultat a été interprété comme une preuve de l'expansion accélérée de l'Univers et donc de la non-nullité de  $\Omega_\Lambda$ . Or la différence de luminosité observée pourrait s'expliquer par une sous-estimation du taux d'absorption par les poussières à grand  $z$  (Blanchard, 2003). D'autres mesures indépendantes semblent néanmoins confirmer l'existence de l'énergie sombre. Eisenstein et al. (Eisenstein *et al.*, 2005) ont ainsi récemment mesuré la fonction de corrélation à grande échelle de presque 47000 galaxies du SDSS et ont trouvé un pic secondaire en très bon accord avec le modèle de concordance et en complet désaccord avec un modèle à constante cosmologique nulle. Ce résultat, s'il est confirmé, est très important car il fournit une mesure indépendante de celles réalisées à partir du CMB et des supernovae.

Le modèle de concordance repose par ailleurs largement sur l'hypothèse d'un spectre des fluctuations primordiales en loi de puissance : en relâchant cette hypothèse, il est possible de construire des spectres conduisant à un ajustement tout aussi significatif par des modèles à constante cosmologique nulle (Blanchard *et al.*, 2003), conduisant même à un meilleur ajustement au niveau du quadrupôle du CMB<sup>4</sup>.

Un test indépendant peut être apporté par l'histoire de la formation des amas de galaxies : l'évolution de la relation masse-température des amas semble plus en accord avec un modèle à constante cosmologique nulle (Lumb *et al.*, 2004; Vauclair *et al.*, 2003) qu'avec le modèle de concordance. Ce résultat suppose que la masse des amas est correctement tracée par la température  $X$  quel que soit le redshift, ce qui n'a jamais été clairement démontré, bien qu'aucune preuve du contraire n'ait pu être mise en avant (Blanchard, 2005). Il semble donc que le modèle de concordance ne puisse pas encore être remis en cause : ces résultats controversés reposent sur la physique des amas qui est encore très largement mal comprise (voir d'ailleurs par exemple (Blanchard et Douspis, 2005)).

Enfin, mentionnons la théorie MOND qui tente d'expliquer la présence de matière noire en modifiant la loi de la gravitation de Newton dans la limite des petites accélérations (Milgrom, 1983). Bien que très radicale et ne possédant pas encore de cadre relativiste complet, cette théorie permet néanmoins d'ajuster de nombreuses propriétés observationnelles comme les courbes de rotation plates des galaxies spirales, les relations de Tully-Fisher et Faber-Jackson ainsi que le plan fondamental, la distinction entre galaxies à faible et forte surface de brillance (Sanders et McGaugh, 2002)...

---

<sup>4</sup>L'anomalie du quadrupôle peut également s'expliquer dans le cadre du modèle de concordance en adoptant une topologie dodécaédrique (Luminet *et al.*, 2003).

### 1.2.2 Les modèles de formation

Un des problèmes majeurs de la cosmologie demeure la compréhension de la formation des galaxies qui composent la séquence de Hubble à partir des conditions initiales fournies par le modèle  $\Lambda$ -CDM et le principe d'évolution hiérarchique des halos de matière noire. A priori, rien ne garantit que l'évolution des structures baryoniques soit également de type hiérarchique : l'effondrement des baryons dans les halos n'est plus conditionné par le rôle de catalyseur que jouait la matière noire lors de la formation des étoiles de population III, ce rôle étant à présent assuré par les métaux et le gaz moléculaire froid. Dans ce contexte, le problème est donc de comprendre quels peuvent être les mécanismes ayant pu donner naissance à la fois à des systèmes dynamiquement chauds (galaxies elliptiques) ou froids (galaxies spirales)<sup>5</sup>.

#### Formation des sphéroïdes

La couleur des galaxies elliptiques à  $z \sim 1$  suggère que leur époque de formation se situe relativement tôt dans l'histoire de l'Univers (van Dokkum *et al.*, 2003), au moins pour ce qui concerne la formation de leurs étoiles. Les abondances détectées dans ces galaxies impliquent que les étoiles qui les composent se soient formées tôt et rapidement (en moins de 100 Myr, (Maraston *et al.*, 2003)). Le problème est donc de savoir si ces étoiles formaient un système lié gravitationnellement avant ou après leur formation.

Dans le premier cas, le scénario envisagé mettrait en jeu un effondrement gravitationnel du gaz au cours duquel celui-ci se transformerait quasi entièrement en étoiles au cours d'une phase de starburst très violente à  $z=2-3$ . Le système évoluerait alors passivement jusqu'à aujourd'hui (évolution pure en luminosité, PLE). Ce scénario est appelé "collapse monolithique" (Eggen *et al.*, 1962; Tinsley, 1972; Larson, 1974; van Albada, 1982). Ce type de scénario implique, en plus d'une évolution de la luminosité des sphéroïdes par construction, une conservation de la densité comobile de sphéroïdes massifs en fonction du redshift, l'existence de vieux sphéroïdes à  $z=1-1.5$  et de progéniteurs riches en gaz et poussières à  $z=2-3$  à fort taux de formation stellaire (SFR, Star Formation Rate). Ce type de scénario "top-down" semblerait également expliquer la formation de galaxies naines massives ( $> 10^9 M_\odot$ ) dans des nuages de gaz éjectés au cours de processus d'interactions entre galaxies (Duc *et al.*, 2004).

---

<sup>5</sup>Par analogie avec la température d'un gaz, les fluides auto-gravitant dont les constituants ont une grande/faible dispersion de vitesse sont appelés systèmes chauds/froids

A l'inverse, dans un scénario de type "hiérarchique", les étoiles s'assembleraient progressivement en structures de plus en plus grandes et massives au cours d'interactions et fusions (mergers) entre structures plus petites. Les simulations numériques ont en effet montré que ce type d'événements gravitationnels étaient très efficaces pour former des structures sphéroïdales (par exemple (Mihos et Hernquist, 1994; Mihos et Hernquist, 1996)). Dans ce type de scénario, les galaxies elliptiques atteignent leur masse finale beaucoup plus tard, autour de  $z=1-1.5$  (Baugh *et al.*, 1996; Baugh *et al.*, 1998; Cole *et al.*, 2000). Ce modèle prédit également une densité de sphéroïdes massifs décroissant d'un ordre de grandeur de  $z=0$  à  $z=1$  (Benson *et al.*, 2002).

La recherche de progéniteurs à  $z>1$  (par exemple (Spinrad *et al.*, 1997; Stiavelli *et al.*, 1999; Waddington *et al.*, 2002; Zepf, 1997; Roche *et al.*, 2002; Totani et Yoshii, 1998; Cimatti *et al.*, 2002) a donné des résultats contradictoires, très certainement en grande partie à cause d'effets de variance cosmique importants pour les galaxies rouges à grands  $z$  (Daddi *et al.*, 2000). Aujourd'hui, les résultats les plus solides sont ceux obtenus à partir d'une sélection en bande K car celle-ci permet de sélectionner directement des échantillons en masse en minimisant les biais dus à l'extinction et à la correction K. Le survey K20 (Cimatti *et al.*, 2002) a ainsi permis de montrer que les elliptiques subissaient peu d'évolution depuis  $z=1$  et que globalement, une évolution de type PLE semblait privilégiée, contrairement au scénario hiérarchique qui prédit un trop grand nombre de galaxies peu massives à  $z<0.4-0.5$  et sous-estime le nombre de galaxies à  $z>1-1.5$ . Ce dernier est également incapable d'expliquer la forme de la fonction de luminosité obtenue en bande K car la partie la plus brillante à  $z=1$  est dominée par des galaxies rouges et lumineuses, donc vieilles et massives. Une des conclusions du relevé K20 (Cimatti *et al.*, 2004) est que les sphéroïdes massifs doivent s'être formés à  $z>2.4$  et être entièrement assemblés à  $z\sim 1$ , ce qui est compatible avec un scénario PLE<sup>6</sup>. Cette conclusion semble être supportée par l'anti-corrélation entre le taux de formation stellaire et la masse des galaxies (par exemple (Jimenez *et al.*, 2005)) : les galaxies les plus massives sont aussi les plus vieilles.

Un scénario de type monolithique peut sembler contradictoire avec l'évolution hiérarchique des halos de matière noire où les halos les plus massifs se forment en dernier, alors que l'essentiel des baryons sont déjà convertis en étoiles (Jimenez *et al.*, 2005). Jimenez *et al.* ont étudié environ 100000 galaxies dans le SDSS et ont trouvé que les galaxies les plus massives ( $> 2.10^{11} M_{\odot}$ ) avaient converti 80% de leur gaz en étoiles à  $z>1$  alors que les moins massives ( $< 10^{11} M_{\odot}$ ) n'en avait converti que 20%

---

<sup>6</sup>On gardera toutefois à l'esprit que le relevé K20 est relativement limité en couverture de ciel puisque les objets ont été sélectionnés dans le CDFS (32.2 arcmin<sup>2</sup>) et sur un champ additionnel de 19.8 arcmin<sup>2</sup>, voir (Cimatti *et al.*, 2002).



(voir aussi (Treu *et al.*, 2005)). Ceci pourrait s’expliquer à condition de supposer que les galaxies massives à grands  $z$  aient transformé beaucoup plus efficacement leur gaz en étoiles que les galaxies de plus faible masse. Ces derniers convertiraient l’essentiel de leur gaz en étoiles vers  $z \sim 0.2$ . Un tel comportement est parfois appelé “galactic downsizing” (figure 1.6).

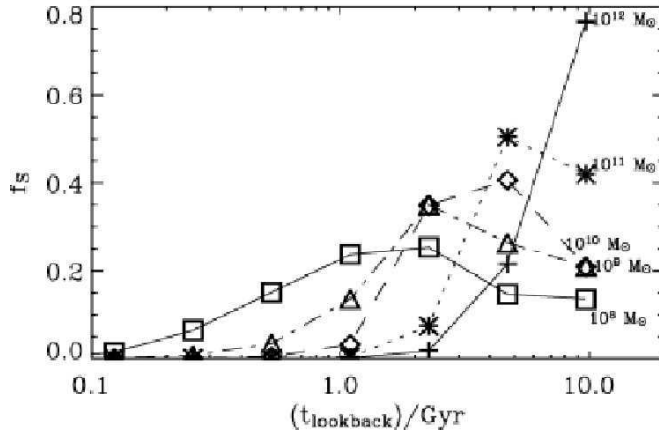


FIG. 1.6 – Fraction de la masse stellaire totale observée créée en fonction du temps (Jimenez *et al.* 2005). Les différentes courbes correspondent à des galaxies de masses stellaires différentes telles qu’observées à différents redshifts.

Une telle dichotomie dans l’efficacité de formation stellaire pourrait aussi s’expliquer en supposant l’existence d’une masse caractéristique  $\sim 10^{10} M_\odot$  au-dessus de laquelle les processus de formation stellaire seraient stoppés, ce qui laisserait la galaxie hôte évoluer de manière passive (Jimenez *et al.*, 2005). Un tel mécanisme pourrait provenir de processus de feedback provoqués par les supernovae, le rayonnement UV issu de l’activité AGN durant la formation du trou noir central (Granato *et al.*, 2001), ou encore par conduction thermique (Benson *et al.*, 2003). Un tel effet pourrait fortement diminuer les taux de formation stellaire des galaxies dépassant le seuil de masse, en chauffant ou en expulsant le gaz hors des halos. Ainsi les galaxies massives apparaîtraient vieilles même si elles se sont dynamiquement formées récemment. La possibilité d’un tel scénario a été confirmé par des simulations numériques (Granato *et al.*, 2004; Di Matteo *et al.*, 2005; Springel *et al.*, 2005) qui ont montré que les phénomènes de feedback, causés par la formation des trous noirs au centre des galaxies de grande masse, pouvaient expulser le gaz hors de la galaxie et expliquer comment les progéniteurs des elliptiques pourraient rougir de  $u - r \sim 2.2$  en moins d’1 à 2 Gyr (voir aussi figure 1.7). Ce mécanisme de feedback permet d’expliquer de nombreuses propriétés des sphéroïdes, comme la relation de Faber-Jackson, la relation luminosité-rayon effectif, la corrélation existant entre la masse du trou noir central et la dispersion de vitesse des étoiles du sphéroïde (Cirasuolo *et al.*, 2005),



les fonctions de luminosité des galaxies rouges dans différentes bandes, ainsi que de nombreuses propriétés des quasars ((Hopkins *et al.*, 2005d; Hopkins *et al.*, 2005g; Hopkins *et al.*, 2005b; Hopkins *et al.*, 2005f; Hopkins *et al.*, 2005e; Hopkins *et al.*, 2005a; Hopkins *et al.*, 2005c); voir aussi chapitre 2).

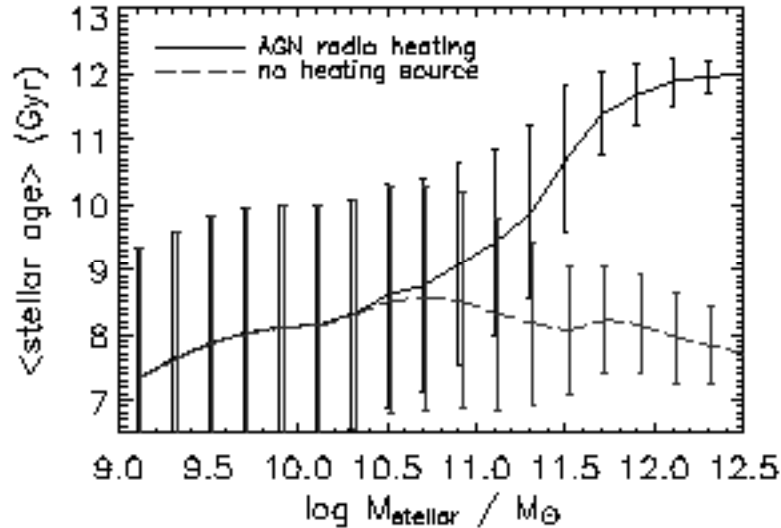


FIG. 1.7 – Influence du feedback AGN sur l’âge moyen des étoiles de la galaxie hôte (Croton *et al.* 2005) : la prise en compte du feedback radio empêche le refroidissement du gaz et donc sa transformation en étoiles dans les galaxies de masse élevée. Sans feedback, les étoiles se forment beaucoup plus tôt.

Des simulations numériques très récentes (Croton *et al.*, 2005) prennent en compte l’activité radio des noyaux de galaxies. Ces simulations semblent confirmer que les galaxies lumineuses de grande masse, au sein desquelles l’accrétion de gaz peut être supprimée par ce processus de feedback, sont alors majoritairement des galaxies elliptiques et rouges qui pourraient croître en masse sans évolution de leur couleur via des fusions “sèches” sans gaz, donc sans formation stellaire additionnelle. Certaines observations tendraient également à prouver que ce type de fusion existe bel et bien à  $z < 1$  (van Dokkum, 2005) et les sphéroïdes actuels tels que  $M_V \leq -20.5$  auraient subi entre 0.5 et 1 événement de ce type depuis  $z=0.7$ , en accord avec les prédictions du modèle  $\Lambda$ -CDM (Bell *et al.*, 2005). Cette hypothèse expliquerait nombre de propriétés des galaxies elliptiques longtemps ignorées qui requièrent des observations très fines, comme les débris d’interactions de type coquilles (Malin et Carter, 1983; Schweizer *et al.*, 1990) ou les coeurs cinématiquement découplés (Franx et Illingworth, 1988; Bender, 1988). L’évolution de la densité de masse stellaire des galaxies rouges depuis  $z=1$  semble également appuyer cette hypothèse puisque celles-ci se

trouvent majoritairement être des galaxies de type précoce (Bell *et al.*, 2004; Cross *et al.*, 2004; Conselice *et al.*, 2005).

Un scénario plus général, reliant les propriétés thermiques des inflows de gaz (chocs vs refroidissement) et les processus de feedback et de clustering (Dekel et Birnboim, 2004), pourrait expliquer nombre de propriétés des galaxies parmi lesquelles la bimodalité observée selon la masse dans la fonction de luminosité, la relation couleur-magnitude, le taux de formation stellaire, le rapport disque sur bulbe et bien d'autres (Dekel et Birnboim, 2004). Alors que le scénario monolithique a été longtemps privilégié, le scénario de formation hiérarchique pour les galaxies elliptiques massives est donc à nouveau d'actualité.

### Formation des disques

Le mécanisme de formation des disques au sein des cosmologies de type  $\Lambda$ -CDM fait habituellement intervenir un effondrement dissipatif du gaz à l'intérieur des halos de matière noire : au cours de la relaxation des halos, le gaz est chauffé à la température virielle du halo puis se refroidit pour former les galaxies (Rees et Ostriker, 1977; White et Rees, 1978; Blumenthal *et al.*, 1984). Ce mécanisme de formation suppose que les disques se forment avec des propriétés cinématiques héritées des halos, notamment leur moment angulaire (Fall et Efstathiou, 1980). Les premières simulations (Barnes et Efstathiou, 1987) montrèrent que pendant la phase de croissance linéaire, le moment angulaire des halos croît en accord avec la théorie (Peebles, 1969), ce qui permit de reproduire les courbes de rotation plates et la taille des disques (Blumenthal *et al.*, 1986; Mo *et al.*, 1998) à partir des propriétés dissipatives du gaz, de la rotation du halo et de la réponse adiabatique de la matière noire à l'effondrement de la composante baryonique.

Ce scénario rencontre plusieurs difficultés. En effet le processus d'effondrement dissipatif peut expliquer la formation de galaxies à disque dans des environnements calmes, c'est-à-dire peu denses, mais plus difficilement dans des environnements plus denses où les collisions de galaxies ont plus de probabilité de se produire. Or des simulations numériques sans effets dissipatifs (sans gaz ce qui reproduit l'environnement des amas) ont montré qu'il était rare pour les halos de matière noire d'acquérir une part importante de leur moment angulaire par accréation douce de matière (Vitvitska *et al.*, 2002; Maller et Dekel, 2002). De manière encore plus problématique, certaines simulations ont montré que l'évolution hiérarchique des halos de matière noire pouvait conduire à la destruction des disques formés quand les effets dissipatifs étaient négligés (Toth et Ostriker, 1992; Quinn *et al.*, 1993; Walker *et al.*, 1996; Velazquez et

White, 1999). Les modèles de fusion de galaxies incluant les effets dissipatifs (Hernquist, 1989; Barnes et Hernquist, 1991; Barnes et Hernquist, 1996) ont montré que le gaz pouvait perdre son moment angulaire au cours de la fusion et tomber au centre du résidu. Dans les cas où le milieu interstellaire est isotherme, froid et la fraction de gaz faible (10% des baryons), ce phénomène conduit à la formation d'un sphéroïde composé d'étoiles après un épisode de formation stellaire intense (Mihos et Hernquist, 1994; Mihos et Hernquist, 1996), mais sans disque. En sélectionnant des halos subissant peu d'épisodes de fusion, les disques obtenus sont trop petits et trop denses par rapport aux observations et se forment dans des galaxies contenant des bulbes trop gros, formant trop d'étoiles et n'ayant pas assez de moment angulaire (Katz et Gunn, 1991; Katz *et al.*, 1992; Navarro et White, 1994; Steinmetz et Muller, 1995; Navarro et Steinmetz, 2000). Enfin, ce type de modèle surestime le nombre de galaxies naines et massives formées et sous-estime le nombre de galaxies de masse intermédiaire  $L_*$ <sup>7</sup> (D'Onghia et Lake, 2004; Benson *et al.*, 2003).

L'essentiel des efforts a consisté à accroître l'importance des phénomènes de feedback : l'inclusion du feedback dû aux supernovae (White et Rees, 1978; White et Frenk, 1991) ou les effets de photo-ionisation (Efsthathiou, 1992) ont permis de réduire l'efficacité de la formation stellaire dans les systèmes de faibles masses. Le problème persiste dans les systèmes de grande masse, où il est nécessaire d'introduire d'autres sources de feedback de manière *ad hoc* afin d'ajuster les fonctions de luminosité observées (Benson *et al.*, 2003). D'autres pistes ont consisté à inclure le feedback dû à la formation stellaire (Weil *et al.*, 1998; Thacker et Couchman, 2000; Thacker et Couchman, 2001; Abadi *et al.*, 2003; Governato *et al.*, 2004; Robertson *et al.*, 2004; Kaufmann *et al.*, 2005). Celui-ci pressurise le milieu interstellaire et permet de produire des disques d'étoiles à partir de fusions de galaxies riches en gaz (McKee et Ostriker, 1977; Springel et Hernquist, 2003). Ces simulations ont toutefois montré que les galaxies formées comportaient trop peu de disques exponentiels (Robertson *et al.*, 2004) ou avaient toujours un bulbe significatif (Springel *et al.*, 2005). Ces résultats montrent que d'autres sources de feedback doivent être prises en compte.

(Robertson *et al.*, 2005) ont ainsi proposé de prendre en compte le feedback provenant de l'activité nucléaire. Ce dernier provient de l'accrétion de gaz par le trou noir central et régule la croissance de la composante sphéroïdale du résidu de fusion. Ceci explique la corrélation liant la masse du trou noir central à la dispersion de vitesse des bulbes (Di Matteo *et al.*, 2005). Le résidu possède ainsi un réservoir de gaz important qui s'effondre en se refroidissant pour former un disque dont le moment angulaire dépend du feedback : plus celui-ci est important, plus la quantité

---

<sup>7</sup>Luminosité de la Voie Lactée, soit environ  $10^{10} L_{\odot}$

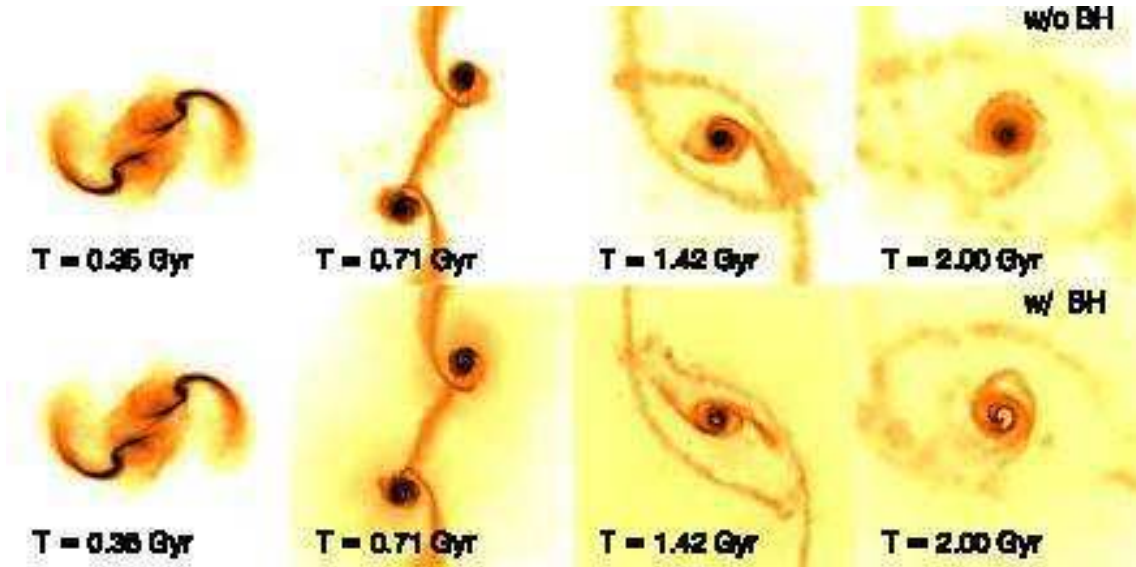


FIG. 1.8 – Simulation de la formation d'un disque par collision de deux galaxies riches en gaz (Robertson *et al.*, 2005). Chaque image représente un carré de 140 kpc de côté et la couleur code la brillance de surface. La simulation du bas intègre le feedback AGN dû à l'accrétion de matière par le trou noir central : celui-ci crée un halo diffus de matière chaude autour du résidu et diminue la densité de la région centrale.

de gaz pouvant reformer un disque est importante (figure 1.8). (Croton *et al.*, 2005) ont récemment montré que la prise en compte de ce type d'effet permettait de résoudre le problème de l'excès de galaxies de forte masse et d'ajuster les fonctions de luminosité beaucoup mieux qu'auparavant. Toutefois leur modèle reste encore partiel, notamment dans leur traitement de la poussière qui les conduit à surestimer le nombre de galaxies bleues et très lumineuses.

## Bibliographie

- AARONSON M., HUCHRA J., et MOULD J. The infrared luminosity/H I velocity-width relation and its application to the distance scale. *ApJ*, 229, 1 1979.
- AARONSON M. et MOULD J. A distance scale from the infrared magnitude/H I velocity-width relation. IV - The morphological type dependence and scatter in the relation ; the distances to nearby groups. *ApJ*, 265, 1 1983.
- ABADI M.G., NAVARRO J.F., STEINMETZ M., et EKE V.R. Simulations of Galaxy Formation in a  $\Lambda$  Cold Dark Matter Universe. I. Dynamical and Photometric Properties of a Simulated Disk Galaxy. *ApJ*, 591, 499 2003.
- ABEL T., BRYAN G.L., et NORMAN M.L. The Formation of the First Star in the Universe. *Science*, 295, 93 2002.

- ACEVES H. et VELÁZQUEZ H. From the Tully-Fisher relation to the Fundamental Plane through mergers. *MNRAS*, 360, L50 2005.
- ANDREDAKIS Y.C., PELETIER R.F., et BALCELLS M. The Shape of the Luminosity Profiles of Bulges of Spiral Galaxies. *MNRAS*, 275, 874 1995.
- BACON R., COPIN Y., MONNET G., MILLER B.W., ALLINGTON-SMITH J.R., BUREAU M., MARCELLA CAROLLO C., DAVIES R.L., EMSELLEM E., KUNTSCHNER H., PELETIER R.F., VEROLME E.K., et DE ZEEUW P.T. The SAURON project - I. The panoramic integral-field spectrograph. *MNRAS*, 326, 23 2001.
- BAES M., BUYLE P., HAU G.K.T., et DEJONGHE H. Observational evidence for a connection between supermassive black holes and dark matter haloes. *MNRAS*, 341, L44 2003.
- BARNES J. et EFSTATHIOU G. Angular momentum from tidal torques. *ApJ*, 319, 575 1987.
- BARNES J.E. et HERNQUIST L. Dynamics of interacting galaxies. *ARA&A*, 30, 705 1992.
- BARNES J.E. et HERNQUIST L. Transformations of Galaxies. II. Gasdynamics in Merging Disk Galaxies. *ApJ*, 471, 115 1996.
- BARNES J.E. et HERNQUIST L.E. Fueling starburst galaxies with gas-rich mergers. *ApJ*, 370, L65 1991.
- BATCHELDOR D., AXON D., MERRITT D., HUGHES M.A., MARCONI A., BINNEY J., CAPETTI A., MERRIFIELD M., SCARLATA C., et SPARKS W. Integral Field Spectroscopy of 23 Spiral Bulges. *ApJS*, 160, 76 2005.
- BAUGH C.M., COLE S., et FRENK C.S. Evolution of the Hubble sequence in hierarchical models for galaxy formation. *MNRAS*, 283, 1361 1996.
- BAUGH C.M., COLE S., FRENK C.S., et LACEY C.G. The Epoch of Galaxy Formation. *ApJ*, 498, 504 1998.
- BELL E.F., MCINTOSH D.H., BARDEN M., WOLF C., CALDWELL J.A.R., RIX H.W., BECKWITH S.V.W., BORCH A., HÄUSSLER B., JAHNKE K., JOGEE S., MEISENHEIMER K., PENG C., SANCHEZ S.F., SOMERVILLE R.S., et WISOTZKI L. GEMS Imaging of Red-Sequence Galaxies at  $z \sim 0.7$  : Dusty or Old? *ApJ*, 600, L11 2004.
- BELL E.F., NAAB T., MCINTOSH D.H., SOMERVILLE R.S., CALDWELL J.A.R., BARDEN M., WOLF C., RIX H.W., BECKWITH S.V.W., BORCH A., HAEUSSLER B., HEYMANS C., JAHNKE K., JOGEE S., MEISENHEIMER K., PENG C.Y., SANCHEZ S.F., et WISOTZKI L. Dry Mergers in GEMS : The Dynamical Evolution of Massive Early-Type Galaxies. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- BENDER R. Rotating and counter-rotating cores in elliptical galaxies. *A&A*, 202, L5 1988.
- BENDER R., BURSTEIN D., et FABER S.M. Dynamically hot galaxies. I - Structural properties. *ApJ*, 399, 462 1992.
- BENSON A.J., BOWER R.G., FRENK C.S., LACEY C.G., BAUGH C.M., et COLE S. What Shapes the Luminosity Function of Galaxies? *ApJ*, 599, 38 2003.
- BENSON A.J., ELLIS R.S., et MENANTEAU F. On the continuous formation of field spheroidal galaxies in hierarchical models of structure formation. *MNRAS*, 336, 564 2002.
- BERNARDI M., SHETH R.K., ANNIS J., BURLES S., EISENSTEIN D.J., FINKBEINER D.P., HOGG D.W., LUPTON R.H., SCHLEGEL D.J., SUBBARAO M., BAHCALL N.A., BLAKESLEE J.P., BRINKMANN J., CASTANDER F.J., CONNOLLY A.J., CSABAI I., DOI M., FUKUGITA M., FRIEMAN J., HECKMAN T., HENNESSY G.S., IVEZIĆ Ž., KNAPP G.R., LAMB D.Q., MCKAY

- T., MUNN J.A., NICHOL R., OKAMURA S., SCHNEIDER D.P., THAKAR A.R., et YORK D.G. Early-Type Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. III. The Fundamental Plane. *AJ*, 125, 1866 2003.
- BLANCHARD A. Cosmological Parameters : Fashion and Facts. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2003.
- BLANCHARD A. Cosmological Interpretation from High Redshift Clusters Observed Within the XMM-Newton  $\Omega$ -Project. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- BLANCHARD A. et DOUSPIS M. Evidence for new physics from clusters? *A&A*, 436, 411 2005.
- BLANCHARD A., DOUSPIS M., ROWAN-ROBINSON M., et SARKAR S. An alternative to the cosmological “concordance model”. *A&A*, 412, 35 2003.
- BLUMENTHAL G.R., FABER S.M., FLORES R., et PRIMACK J.R. Contraction of dark matter galactic halos due to baryonic infall. *ApJ*, 301, 27 1986.
- BLUMENTHAL G.R., FABER S.M., PRIMACK J.R., et REES M.J. Formation of galaxies and large-scale structure with cold dark matter. *Nature*, 311, 517 1984.
- BOTHUN G.D., AARONSON M., SCHOMMER B., MOULD J., HUCHRA J., et SULLIVAN W.T. A catalog of radio, optical, and infrared observations of spiral galaxies in clusters. *ApJS*, 57, 423 1985.
- BOTTINELLI L., GOUGUENHEIM L., PATUREL G., et DE VAUCOULEURS G. H I line studies of galaxies. II - The 21-cm-width as an extragalactic distance indicator. *A&A*, 118, 4 1983.
- BROMM V. et LARSON R.B. The First Stars. *ARA&A*, 42, 79 2004.
- CIMATTI A., DADDI E., MIGNOLI M., POZZETTI L., RENZINI A., ZAMORANI G., BROADHURST T., FONTANA A., SARACCO P., POLI F., CRISTIANI S., D’ODORICO S., GIALONGO E., GILMOZZI R., et MENCI N. The K20 survey. I. Disentangling old and dusty star-forming galaxies in the ERO population. *A&A*, 381, L68 2002.
- CIMATTI A., DADDI E., RENZINI A., CASSATA P., VANZELLA E., POZZETTI L., CRISTIANI S., FONTANA A., RODIGHIERO G., MIGNOLI M., et ZAMORANI G. Old galaxies in the young Universe. *Nature*, 430, 184 2004.
- CIRASUOLO M., SHANKAR F., GRANATO G.L., DE ZOTTI G., et DANESE L. Dynamical and Photometric Imprints of Feedback Processes on the Formation and Evolution of E/S0 Galaxies. *ApJ*, 629, 816 2005.
- COLE S., LACEY C.G., BAUGH C.M., et FRENK C.S. Hierarchical galaxy formation. *MNRAS*, 319, 168 2000.
- COMBES F. *Galaxies et cosmologie*. Paris : InterEditions ; Meudon : Editions du CNRS, c1991. 1991.
- CONSELICE C.J., BLACKBURNE J.A., et PAPOVICH C. The Luminosity, Stellar Mass, and Number Density Evolution of Field Galaxies of Known Morphology from  $z = 0.5$  to 3. *ApJ*, 620, 564 2005.
- COURTEAU S. Optical Rotation Curves and Linewidths for Tully-Fisher Applications. *AJ*, 114, 2402 1997.
- CROSS N.J.G., BOUWENS R.J., BENÍTEZ N., BLAKESLEE J.P., MENANTEAU F., FORD H.C., GOTO T., HOLDEN B., MARTEL A.R., ZIRM A., OVERZIER R., GRONWALL C., HOMMEIER N., CLAMPIN M., HARTIG G.F., ILLINGWORTH G.D., ARDILA D.R., BARTKO F., BROADHURST T.J., BROWN R.A., BURROWS C.J., CHENG E.S., FELDMAN P.D., FRANX M., GOLIMOWSKI D.A., INFANTE L., KIMBLE R.A., KRIST J.E., LESSER M.P., MEURER

- G.R., MILEY G.K., POSTMAN M., ROSATI P., SIRIANNI M., SPARKS W.B., TRAN H.D., TSVETANOV Z.I., WHITE R.L., et ZHENG W. The Luminosity Function of Early-Type Field Galaxies at  $z \sim 0.75$ . *AJ*, 128, 1990 2004.
- CROTON D.J., SPRINGEL V., WHITE S.D.M., DE LUCIA G., FRENK C.S., GAO L., JENKINS A., KAUFFMANN G., NAVARRO J.F., et YOSHIDA N. The many lives of AGN : cooling flows, black holes and the luminosities and colours of galaxies. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- DADDI E., CIMATTI A., POZZETTI L., HOEKSTRA H., RÖTTGERING H.J.A., RENZINI A., ZAMORANI G., et MANNUCCI F. Detection of strong clustering of extremely red objects : implications for the density of  $z>1$  ellipticals. *A&A*, 361, 535 2000.
- DE BLOK W.J.G., MCGAUGH S.S., BOSMA A., et RUBIN V.C. Mass Density Profiles of Low Surface Brightness Galaxies. *ApJ*, 552, L23 2001.
- DE VAUCOULEURS G. Recherches sur les Nebuleuses Extragalactiques. *Annales d'Astrophysique*, 11, 247 1948.
- DE VAUCOULEURS G. Classification and Morphology of External Galaxies. *Handbuch der Physik*, 53, 275 1959.
- DE ZEEUW P.T., BUREAU M., EMSELLEM E., BACON R., MARCELLA CAROLLO C., COPIN Y., DAVIES R.L., KUNTSCHNER H., MILLER B.W., MONNET G., PELETIER R.F., et VEROLME E.K. The SAURON project - II. Sample and early results. *MNRAS*, 329, 513 2002.
- DE ZEEUW T. et FRANX M. Structure and dynamics of elliptical galaxies. *ARA&A*, 29, 239 1991.
- DEKEL A. et BIRNBOIM Y. Origin of Bimodality in Galaxy Properties : Cold and Hot Flows, Clustering and Feedback. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2004.
- DI MATTEO T., SPRINGEL V., et HERNQUIST L. Energy input from quasars regulates the growth and activity of black holes and their host galaxies. *Nature*, 433, 604 2005.
- DJORGOVSKI S. et DAVIS M. Fundamental properties of elliptical galaxies. *ApJ*, 313, 59 1987.
- D'ONGHIA E. et LAKE G. Cold Dark Matter's Small-Scale Crisis Grows Up. *ApJ*, 612, 628 2004.
- DRESSLER A. Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. *ApJ*, 236, 351 1980.
- DRESSLER A., LYNDEN-BELL D., BURSTEIN D., DAVIES R.L., FABER S.M., TERLEVICH R., et WEGNER G. Spectroscopy and photometry of elliptical galaxies. I - A new distance estimator. *ApJ*, 313, 42 1987.
- DUC P.A., BOURNAUD F., et MASSET F. A top-down scenario for the formation of massive Tidal Dwarf Galaxies. *A&A*, 427, 803 2004.
- EDER J.A. et SCHOMBERT J.M. Gas-rich Dwarfs from the PSS-II. III. H I Profiles and Dynamical Masses. *ApJS*, 131, 47 2000.
- EFSTATHIOU G. Suppressing the formation of dwarf galaxies via photoionization. *MNRAS*, 256, 43P 1992.
- EGGEN O.J., LYNDEN-BELL D., et SANDAGE A.R. Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. *ApJ*, 136, 748 1962.
- EISENSTEIN D.J., BLANTON M., ZEHAVID I., BAHCALL N., BRINKMANN J., LOVEDAY J., MEIKSIN A., et SCHNEIDER D. The Small-Scale Clustering of Luminous Red Galaxies via Cross-Correlation Techniques. *ApJ*, 619, 178 2005.
- EISENSTEIN D.J. et LOEB A. Can the Tully-Fisher Relation Be the Result of Initial Conditions? *ApJ*, 459, 432 1996.

- EMSELLEM E., CAPPELLARI M., PELETIER R.F., McDERMID R.M., BACON R., BUREAU M., COPIN Y., DAVIES R.L., KRAJNOVIĆ D., KUNTSCHNER H., MILLER B.W., et DE ZEEUW P.T. The SAURON project - III. Integral-field absorption-line kinematics of 48 elliptical and lenticular galaxies. *MNRAS*, 352, 721 2004.
- FABER S.M. et JACKSON R.E. Velocity dispersions and mass-to-light ratios for elliptical galaxies. *ApJ*, 204, 668 1976.
- FALCÓN-BARROSO J., SARZI M., BACON R., BUREAU M., CAPPELLARI M., DAVIES R.L., EMSELLEM E., FATHI K., KRAJNOVIC D., KUNTSCHNER H., McDERMID R.M., PELETIER R.F., et DE ZEEUW P.T. Morphology and kinematics of the ionised gas in early-type galaxies. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- FALL S.M. et EFSTATHIOU G. Formation and rotation of disc galaxies with haloes. *MNRAS*, 193, 189 1980.
- FERRARESE L. Beyond the Bulge : A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Dark Matter Halos. *ApJ*, 578, 90 2002.
- FERRARESE L. et MERRITT D. A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Their Host Galaxies. *ApJ*, 539, L9 2000.
- FRANX M. et ILLINGWORTH G.D. A counterrotating core in IC 1459. *ApJ*, 327, L55 1988.
- FREEMAN K.C. On the Disks of Spiral and so Galaxies. *ApJ*, 160, 811 1970.
- GEBHARDT K., BENDER R., BOWER G., DRESSLER A., FABER S.M., FILIPPENKO A.V., GREEN R., GRILLMAIR C., HO L.C., KORMENDY J., LAUER T.R., MAGORRIAN J., PINKNEY J., RICHSTONE D., et TREMAINE S. A Relationship between Nuclear Black Hole Mass and Galaxy Velocity Dispersion. *ApJ*, 539, L13 2000.
- GERHARD O., KRONAWITTER A., SAGLIA R.P., et BENDER R. Dynamical Family Properties and Dark Halo Scaling Relations of Giant Elliptical Galaxies. *AJ*, 121, 1936 2001.
- GOTO T., YAMAUCHI C., FUJITA Y., OKAMURA S., SEKIGUCHI M., SMAIL I., BERNARDI M., et GOMEZ P.L. The morphology-density relation in the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 346, 601 2003.
- GOVERNATO F., MAYER L., WADSLEY J., GARDNER J.P., WILLMAN B., HAYASHI E., QUINN T., STADEL J., et LAKE G. The Formation of a Realistic Disk Galaxy in  $\Lambda$ -dominated Cosmologies. *ApJ*, 607, 688 2004.
- GRANATO G.L., DE ZOTTI G., SILVA L., BRESSAN A., et DANESE L. A Physical Model for the Coevolution of QSOs and Their Spheroidal Hosts. *ApJ*, 600, 580 2004.
- GRANATO G.L., SILVA L., MONACO P., PANUZZO P., SALUCCI P., DE ZOTTI G., et DANESE L. Joint formation of QSOs and spheroids : QSOs as clocks of star formation in spheroids. *MNRAS*, 324, 757 2001.
- GUROVICH S., MCGAUGH S.S., FREEMAN K.C., JERJEN H., STAVELEY-SMITH L., et DE BLOK W.J.G. The Baryonic Tully-Fisher Relation. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 21, 412 2004.
- HAYASHI E., NAVARRO J.F., JENKINS A., FRENK C.S., POWER C., WHITE S.D.M., SPRINGEL V., STADEL J., QUINN T., et WADSLEY J. Disk Galaxy Rotation Curves in Triaxial CDM Halos. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2004.
- HERNQUIST L. Tidal triggering of starbursts and nuclear activity in galaxies. *Nature*, 340, 687 1989.



- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., MARTINI P., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. Black Holes in Galaxy Mergers : Evolution of Quasars. *ApJ*, 630, 705 2005a.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. A Unified, Merger-Driven Model for the Origin of Starbursts, Quasars, the Cosmic X-Ray Background, Supermassive Black Holes and Galaxy Spheroids. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005b.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. Luminosity-dependent Quasar Lifetimes : A New Interpretation of the Quasar Luminosity Function. *ApJ*, 630, 716 2005c.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. Luminosity-Dependent Quasar Lifetimes : Reconciling the Optical and X-ray Quasar Luminosity Functions. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005d.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. The Evolution in the Faint-End Slope of the Quasar Luminosity Function. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005e.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. Determining the Properties and Evolution of Red Galaxies from the Quasar Luminosity Function. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005f.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., MARTINI P., COX T.J., ROBERTSON B., DI MATTEO T., et SPRINGEL V. A Physical Model for the Origin of Quasar Lifetimes. *ApJ*, 625, L71 2005g.
- HUBBLE E.P. Extragalactic nebulae. *ApJ*, 64, 321 1926.
- JIMENEZ R., PANTER B., HEAVENS A.F., et VERDE L. Baryonic conversion tree : the global assembly of stars and dark matter in galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 356, 495 2005.
- KATZ N. et GUNN J.E. Dissipational galaxy formation. I - Effects of gasdynamics. *ApJ*, 377, 365 1991.
- KATZ N., HERNQUIST L., et WEINBERG D.H. Galaxies and gas in a cold dark matter universe. *ApJ*, 399, L109 1992.
- KAUFFMANN G., HECKMAN T.M., WHITE S.D.M., CHARLOT S., TREMONTI C., BRINCHMANN J., BRUZUAL G., PENG E.W., SEIBERT M., BERNARDI M., BLANTON M., BRINKMANN J., CASTANDER F., CSÁBAI I., FUKUGITA M., IVEZIC Z., MUNN J.A., NICHOL R.C., PADMANABHAN N., THAKAR A.R., WEINBERG D.H., et YORK D. Stellar masses and star formation histories for  $10^5$  galaxies from the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 341, 33 2003.
- KAUFMANN T., MAYER L., WADSLEY J., STADEL J., et MOORE B. Cooling flows within galactic haloes : the kinematics and properties of infalling multi-phase gas. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- KENNICUTT R.C. The integrated spectra of nearby galaxies - General properties and emission-line spectra. *ApJ*, 388, 310 1992.
- KENT S.M. CCD surface photometry of field Galaxies. II - Bulge/disk decompositions. *ApJS*, 59, 115 1985.
- LAHAV O. et LIDDLE A.R. The Cosmological Parameters. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2004.
- LARSON R.B. Dynamical models for the formation and evolution of spherical galaxies. *MNRAS*, 166, 585 1974.

- LEQUEUX J. Rotation curves and masses of galaxies. *A&A*, 125, 394 1983.
- LUMB D.H., BARTLETT J.G., ROMER A.K., BLANCHARD A., BURKE D.J., COLLINS C.A., NICHOL R.C., GIARD M., MARTY P.B., NEVALAINEN J., SADAT R., et VAUCLAIR S.C. The XMM-NEWTON  $\Omega$  project. I. The X-ray luminosity-temperature relation at  $z>0.4$ . *A&A*, 420, 853 2004.
- LUMINET J.P., WEEKS J.R., RIAZUELO A., LEHOUCQ R., et UZAN J.P. Dodecahedral space topology as an explanation for weak wide-angle temperature correlations in the cosmic microwave background. *Nature*, 425, 593 2003.
- MALIN D.F. et CARTER D. A catalog of elliptical galaxies with shells. *ApJ*, 274, 534 1983.
- MALLER A.H. et DEKEL A. Towards a resolution of the galactic spin crisis : mergers, feedback and spin segregation. *MNRAS*, 335, 487 2002.
- MARASTON C., GREGGIO L., RENZINI A., ORTOLANI S., SAGLIA R.P., PUZIA T.H., et KISSLER-PATIG M. Integrated spectroscopy of bulge globular clusters and fields. II. Implications for population synthesis models and elliptical galaxies. *A&A*, 400, 823 2003.
- MATTHEWS L.D., VAN DRIEL W., et GALLAGHER J.S. An Exploration of the Tully-Fisher Relation for Extreme Late-Type Spiral Galaxies. *AJ*, 116, 2196 1998.
- MCGAUGH S. et DE BLOK E. The Baryon Fraction Distribution and the Tully-Fisher Relation. Dans *ASP Conf. Ser. 136 : Galactic Halos*, 210–+ 1998.
- MCGAUGH S.S. The Baryonic Tully-Fisher Relation of Galaxies with Extended Rotation Curves and the Stellar Mass of Rotating Galaxies. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- MCGAUGH S.S., SCHOMBERT J.M., BOTHUN G.D., et DE BLOK W.J.G. The Baryonic Tully-Fisher Relation. *ApJ*, 533, L99 2000.
- McKEE C.F. et OSTRICKER J.P. A theory of the interstellar medium - Three components regulated by supernova explosions in an inhomogeneous substrate. *ApJ*, 218, 148 1977.
- MIHOS J.C. et HERNQUIST L. Dense stellar cores in merger remnants. *ApJ*, 437, L47 1994.
- MIHOS J.C. et HERNQUIST L. Gasdynamics and Starbursts in Major Mergers. *ApJ*, 464, 641 1996.
- MILGROM M. A modification of the Newtonian dynamics as a possible alternative to the hidden mass hypothesis. *ApJ*, 270, 365 1983.
- MIRALDA-ESCUDE J. The Dark Age of the Universe. *Science*, 300, 1904 2003.
- MO H.J., MAO S., et WHITE S.D.M. The formation of galactic discs. *MNRAS*, 295, 319 1998.
- MOORE B., QUINN T., GOVERNATO F., STADEL J., et LAKE G. Cold collapse and the core catastrophe. *MNRAS*, 310, 1147 1999.
- NAKAMURA O., FUKUGITA M., BRINKMANN J., et SCHNEIDER D.P. The  $H\alpha$  Luminosity Function of Morphologically Classified Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *AJ*, 127, 2511 2004.
- NAVARRO J.F., FRENK C.S., et WHITE S.D.M. The Structure of Cold Dark Matter Halos. *ApJ*, 462, 563 1996.
- NAVARRO J.F., FRENK C.S., et WHITE S.D.M. A Universal Density Profile from Hierarchical Clustering. *ApJ*, 490, 493 1997.
- NAVARRO J.F. et STEINMETZ M. Dark Halo and Disk Galaxy Scaling Laws in Hierarchical Universes. *ApJ*, 538, 477 2000.
- NAVARRO J.F. et WHITE S.D.M. Simulations of dissipative galaxy formation in hierarchically clustering universes-2. Dynamics of the baryonic component in galactic haloes. *MNRAS*, 267, 401 1994.

- PEEBLES P.J.E. Origin of the Angular Momentum of Galaxies. *ApJ*, 155, 393 1969.
- PFENNIGER D. et REVAZ Y. The Baryonic Tully-Fisher relation revisited. *A&A*, 431, 511 2005.
- PILDIS R.A., SCHOMBERT J.M., et EDER J.A. Gas-Rich Dwarf Galaxies from the Second Palomar Sky Survey. II. Optical Properties. *ApJ*, 481, 157 1997.
- PIZZELLA A., CORSINI E.M., DALLA BONTA' E., SARZI M., COCCATO L., et BERTOLA F. On the relation between circular velocity and central velocity dispersion in high and low surface brightness galaxies. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- PIZZELLA A., CORSINI E.M., VEGA BELTRÁN J.C., et BERTOLA F. Ionized gas and stellar kinematics of seventeen nearby spiral galaxies. *A&A*, 424, 447 2004.
- PRUGNIEL P. et SIMIEN F. Equilibrium and rotational support of elliptical galaxies. *A&A*, 282, L1 1994.
- QUINN P.J., HERNQUIST L., et FULLAGAR D.P. Heating of galactic disks by mergers. *ApJ*, 403, 74 1993.
- RAYCHAUDHURY S., VON BRAUN K., BERNSTEIN G.M., et GUHATHAKURTA P. Tests of the Tully-Fisher Relation.II.Scatter Using Optical Rotation Curves. *AJ*, 113, 2046 1997.
- READ J.I. et GILMORE G. Mass loss from dwarf spheroidal galaxies : the origins of shallow dark matter cores and exponential surface brightness profiles. *MNRAS*, 356, 107 2005.
- REES M.J. et OSTRICKER J.P. Cooling, dynamics and fragmentation of massive gas clouds - Clues to the masses and radii of galaxies and clusters. *MNRAS*, 179, 541 1977.
- ROBERTS M.S. Integral Properties of Spiral and Irregular Galaxies. *AJ*, 74, 859 1969.
- ROBERTS M.S. et HAYNES M.P. Physical Parameters along the Hubble Sequence. *ARA&A*, 32, 115 1994.
- ROBERTSON B., HERNQUIST L., BULLOCK J.S., COX T.J., DI MATTEO T., SPRINGEL V., et YOSHIDA N. A Merger-Driven Scenario for Cosmological Disk Galaxy Formation. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- ROBERTSON B., YOSHIDA N., SPRINGEL V., et HERNQUIST L. Disk Galaxy Formation in a  $\Lambda$  Cold Dark Matter Universe. *ApJ*, 606, 32 2004.
- ROCHE N.D., ALMAINI O., DUNLOP J., IVISON R.J., et WILLOTT C.J. The clustering, number counts and morphology of extremely red ( $R-K > 5$ ) galaxies to  $K \leq 21$ . *MNRAS*, 337, 1282 2002.
- RUBIN V.C., THONNARD N., et FORD W.K. Rotational properties of 21 SC galaxies with a large range of luminosities and radii, from NGC 4605 / $R = 4\text{kpc}$ / to UGC 2885 / $R = 122\text{ kpc}$ /. *ApJ*, 238, 471 1980.
- SAHNI V. Dark Matter and Dark Energy. *LNP Vol. 653 : The Physics of the Early Universe*, 653, 141 2005.
- SANDERS R.H. et MCGAUGH S.S. Modified Newtonian Dynamics as an Alternative to Dark Matter. *ARA&A*, 40, 263 2002.
- SCHOMMER R.A., BOTHUN G.D., WILLIAMS T.B., et MOULD J.R. Measuring galaxy distances from optical rotation curves. *AJ*, 105, 97 1993.
- SCHWEIZER F., SEITZER P., FABER S.M., BURSTEIN D., DALLE ORE C.M., et GONZALEZ J.J. Correlations between line strengths and fine structure in elliptical galaxies. *ApJ*, 364, L33 1990.

- SCOTT D. et SMOOT G. Cosmic Background Radiation Mini-Review. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2004.
- SERSIC J.L. *Atlas de galaxies australes*. Cordoba, Argentina : Observatorio Astronomico, 1968 1968.
- SHAPLEY H. et PARASKEVOPOULOS J.S. Galactic and Extragalactic Studies, III. Photographs of Thirty Southern Nebulae and Clusters. *Proceedings of the National Academy of Science*, 26, 31 1940.
- SHEN S., MO H.J., WHITE S.D.M., BLANTON M.R., KAUFFMANN G., VOGES W., BRINKMANN J., et CSABAI I. The size distribution of galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *MNRAS*, 343, 978 2003.
- SHIMASAKU K., FUKUGITA M., DOI M., HAMABE M., ICHIKAWA T., OKAMURA S., SEKIGUCHI M., YASUDA N., BRINKMANN J., CSABAI I., ICHIKAWA S.I., IVEZIĆ Z., KUNSZT P.Z., SCHNEIDER D.P., SZOKOLY G.P., WATANABE M., et YORK D.G. Statistical Properties of Bright Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey Photometric System. *AJ*, 122, 1238 2001.
- SIMIEN F. et PRUGNIEL P. Kinematical data on early-type galaxies. I. *A&AS*, 122, 521 1997a.
- SIMIEN F. et PRUGNIEL P. Kinematical data on early-type galaxies. II. *A&AS*, 126, 15 1997b.
- SIMIEN F. et PRUGNIEL P. Kinematical data on early-type galaxies. III. *A&AS*, 126, 519 1997c.
- SIMIEN F. et PRUGNIEL P. Kinematical data on early-type galaxies. IV. *A&AS*, 131, 287 1998.
- SIMIEN F. et PRUGNIEL P. Kinematical data on early-type galaxies. V. *A&AS*, 145, 263 2000.
- SIMIEN F. et PRUGNIEL P. Kinematical data on early-type galaxies. VI. *A&A*, 384, 371 2002.
- SPERGEL D.N., VERDE L., PEIRIS H.V., KOMATSU E., NOLTA M.R., BENNETT C.L., HALPERN M., HINSHAW G., JAROSIK N., KOGUT A., LIMON M., MEYER S.S., PAGE L., TUCKER G.S., WEILAND J.L., WOLLACK E., et WRIGHT E.L. First-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations : Determination of Cosmological Parameters. *ApJS*, 148, 175 2003.
- SPINRAD H., DEY A., STERN D., DUNLOP J., PEACOCK J., JIMENEZ R., et WINDHORST R. LBDS 53W091 : an Old, Red Galaxy at  $z=1.552$ . *ApJ*, 484, 581 1997.
- SPRINGEL V. et HERNQUIST L. Cosmological smoothed particle hydrodynamics simulations : a hybrid multiphase model for star formation. *MNRAS*, 339, 289 2003.
- SPRINGEL V., WHITE S.D.M., JENKINS A., FRENK C.S., YOSHIDA N., GAO L., NAVARRO J., THACKER R., CROTON D., HELLY J., PEACOCK J.A., COLE S., THOMAS P., COUCHMAN H., EVRARD A., COLBERG J., et PEARCE F. Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars. *Nature*, 435, 629 2005.
- SPRINGOB C.M., HAYNES M.P., et GIOVANELLI R. Morphology, Environment, and the H I Mass Function. *ApJ*, 621, 215 2005.
- STEINMETZ M. et MULLER E. The formation of disc galaxies in a cosmological context : structure and kinematics. *MNRAS*, 276, 549 1995.
- STEINMETZ M. et NAVARRO J.F. The Cosmological Origin of the Tully-Fisher Relation. *ApJ*, 513, 555 1999.
- STIAVELLI M., TREU T., CAROLLO C.M., ROSATI P., VIEZZER R., CASERTANO S., DICKINSON M., FERGUSON H., FRUCHTER A., MADAU P., MARTIN C., et TEPLITZ H. VLT and HST observations of a candidate high redshift elliptical galaxy in the Hubble Deep Field South. *A&A*, 343, L25 1999.

- STRATEVA I., IVEZIĆ Ž., KNAPP G.R., NARAYANAN V.K., STRAUSS M.A., GUNN J.E., LUP-  
TON R.H., SCHLEGEL D., BAHCALL N.A., BRINKMANN J., BRUNNER R.J., BUDAVÁRI T.,  
CSABAI I., CASTANDER F.J., DOI M., FUKUGITA M., GYÖRY Z., HAMABE M., HENNESSY  
G., ICHIKAWA T., KUNSZT P.Z., LAMB D.Q., MCKAY T.A., OKAMURA S., RACUSIN J.,  
SEKIGUCHI M., SCHNEIDER D.P., SHIMASAKU K., et YORK D. Color Separation of Galaxy  
Types in the Sloan Digital Sky Survey Imaging Data. *AJ*, 122, 1861 2001.
- STRAUSS M.A. et WILICK J.A. The density and peculiar velocity fields of nearby galaxies.  
*Phys. Rep.*, 261, 271 1995.
- THACKER R.J. et COUCHMAN H.M.P. Implementing Feedback in Simulations of Galaxy Forma-  
tion : A Survey of Methods. *ApJ*, 545, 728 2000.
- THACKER R.J. et COUCHMAN H.M.P. Star Formation, Supernova Feedback, and the Angular  
Momentum Problem in Numerical Cold Dark Matter Cosmogony : Halfway There? *ApJ*, 555,  
L17 2001.
- TINSLEY B.M. Stellar Evolution in Elliptical Galaxies. *ApJ*, 178, 319 1972.
- TINSLEY B.M. Correlation of the dark mass in galaxies with Hubble type. *MNRAS*, 194, 63 1981.
- TOOMRE A. On the gravitational stability of a disk of stars. *ApJ*, 139, 1217 1964.
- TOOMRE A. et TOOMRE J. Galactic Bridges and Tails. *ApJ*, 178, 623 1972.
- TOTANI T. et YOSHII Y. Does the Number Density of Elliptical Galaxies Change at  $z < 1$ ? *ApJ*,  
501, L177+ 1998.
- TOTH G. et OSTRICKER J.P. Galactic disks, infall, and the global value of  $\Omega$ . *ApJ*, 389, 5  
1992.
- TREU T., ELLIS R.S., LIAO T.X., VAN DOKKUM P.G., TOZZI P., COIL A., NEWMAN J., COOPER  
M., et DAVIS M. The Assembly History of Field Spheroidals : Evolution of Mass-to-light  
Ratios and Signatures of Recent Star Formation. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- TULLY R.B. et FISHER J.R. A new method of determining distances to galaxies. *A&A*, 54, 661  
1977.
- TULLY R.B. et FOUQUE P. The extragalactic distance scale. I - Corrections to fundamental  
observables. *ApJS*, 58, 67 1985.
- TULLY R.B. et PIERCE M.J. Distances to Galaxies from the Correlation between Luminosities  
and Line Widths. III. Cluster Template and Global Measurement of  $H_0$ . *ApJ*, 533, 744 2000.
- VAN ALBADA T.S. Dissipationless galaxy formation and the R to the 1/4-power law. *MNRAS*,  
201, 939 1982.
- VAN DOKKUM P.G. The Recent and Continuing Assembly of Field Ellipticals by Red Mergers.  
*ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- VAN DOKKUM P.G., FÖRSTER SCHREIBER N.M., FRANX M., DADDI E., ILLINGWORTH G.D.,  
LABBÉ I., MOORWOOD A., RIX H.W., RÖTTGERING H., RUDNICK G., VAN DER WEL A.,  
VAN DER WERF P., et VAN STARKENBURG L. Spectroscopic Confirmation of a Substantial  
Population of Luminous Red Galaxies at Redshifts  $z > 2$ . *ApJ*, 587, L83 2003.
- VAUCLAIR S.C., BLANCHARD A., SADAT R., BARTLETT J.G., BERNARD J.P., BOER M., GIARD  
M., LUMB D.H., MARTY P., et NEVALAINEN J. The XMM-Omega project. II. Cosmological  
implications from the high redshift L - T relation of X-ray clusters. *A&A*, 412, L37 2003.
- VEGA BELTRÁN J.C., PIZZELLA A., CORSINI E.M., FUNES J.G., ZEILINGER W.W., BECKMAN  
J.E., et BERTOLA F. Kinematic properties of gas and stars in 20 disc galaxies. *A&A*, 374,  
394 2001.

- VELAZQUEZ H. et WHITE S.D.M. Sinking satellites and the heating of galaxy discs. *MNRAS*, 304, 254 1999.
- VERHEIJEN M.A.W. The Ursa Major Cluster of Galaxies : TF-relations and dark matter. *Ph.D. Thesis* 1997.
- VITVITSKA M., KLYPIN A.A., KRAVTSOV A.V., WECHSLER R.H., PRIMACK J.R., et BULLOCK J.S. The Origin of Angular Momentum in Dark Matter Halos. *ApJ*, 581, 799 2002.
- WADDINGTON I., WINDHORST R.A., COHEN S.H., DUNLOP J.S., PEACOCK J.A., JIMENEZ R., MCLURE R.J., BUNKER A.J., SPINRAD H., DEY A., et STERN D. Old elliptical galaxies at  $z \sim 1.5$  and the Kormendy relation. *MNRAS*, 336, 1342 2002.
- WALKER I.R., MIHOS J.C., et HERNQUIST L. Quantifying the Fragility of Galactic Disks in Minor Mergers. *ApJ*, 460, 121 1996.
- WEIL M.L., EKE V.R., et EFSTATHIOU G. The formation of disc galaxies. *MNRAS*, 300, 773 1998.
- WHITE S.D.M. et FRENK C.S. Galaxy formation through hierarchical clustering. *ApJ*, 379, 52 1991.
- WHITE S.D.M. et REES M.J. Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering. *MNRAS*, 183, 341 1978.
- WHITMORE B.C., SCHECHTER P.L., et KIRSHNER R.P. Velocity dispersions in the bulges of spiral galaxies. *ApJ*, 234, 68 1979.
- WILICK J.A., COURTEAU S., FABER S.M., BURSTEIN D., DEKEL A., et KOLATT T. Homogeneous Velocity-Distance Data for Peculiar Velocity Analysis. II. Calibration of Field Samples. *ApJ*, 457, 460 1996.
- XIAO W., SUN Z., et HAO H. A Physical Bias in Cosmological Simulations. *ApJ*, 617, L103 2004.
- ZEPF S.E. Formation of elliptical galaxies at moderate redshifts. *Nature*, 390, 377 1997.



# Chapitre 2

## Formation et Evolution des galaxies

### Sommaire

---

<b>2.1</b>	<b>Propriétés évolutives des galaxies . . . . .</b>	<b>34</b>
2.1.1	Evolution morphologique . . . . .	34
2.1.2	Evolution dynamique . . . . .	38
2.1.3	Histoire de la formation stellaire . . . . .	41
2.1.4	Evolution (chimique) du gaz . . . . .	48
2.1.5	Résumé . . . . .	49
<b>2.2</b>	<b>Mécanismes d'évolution . . . . .</b>	<b>51</b>
2.2.1	Evolution séculaire . . . . .	51
2.2.2	Evolution violente . . . . .	53
<b>2.3</b>	<b>Scénarii de formation et d'évolution des galaxies . . . . .</b>	<b>58</b>
2.3.1	Downsizing ? . . . . .	58
2.3.2	Evolution séculaire ou violente ? . . . . .	61
2.3.3	Minor ou major mergers ? . . . . .	63
2.3.4	Un scénario observationnel: "Spiral Rebuilding" . . . . .	64
2.3.5	Tests observationnels: apport de la dynamique . . . . .	66

---

Ce chapitre présente tout d'abord les principales propriétés évolutives des galaxies distantes<sup>1</sup> puis les mécanismes et les scénarii d'évolution pouvant rendre compte de ces propriétés évolutives.

---

<sup>1</sup>Tout au long de ce chapitre, le terme "galaxies distantes" désigne des galaxies situées à  $z < 1$ .



## 2.1 Propriétés évolutives des galaxies

Ce paragraphe présente les principales propriétés évolutives des galaxies distantes lorsqu'elles sont comparées aux populations locales. Très schématiquement, les différentes propriétés présentées dans ce chapitre permettent de contraindre différents aspects de l'évolution des galaxies : où (morphologie), quand (densités de formation et de masse stellaire, chimie du gaz) et comment (dynamique) s'est produite cette évolution ? Les incertitudes liées à ce type d'étude peuvent être :

- d'origine physique, par exemple liées à l'efficacité de la formation stellaire ou à la forme de l'IMF (Salpeter, 1955; Miller et Scalo, 1979; Kennicutt, 1998; Kroupa, 2001; Kroupa et Weidner, 2003), ce qui affecte l'histoire de la formation stellaire ;
- instrumentales : la résolution et l'extension spatiale des mesures affectent la détermination des propriétés morphologiques et dynamiques, de même qu'une résolution spectrale trop faible affecte par exemple la mesure des taux de formation stellaire et des abondances, (Liang *et al.*, 2004b) ;
- observationnelles : l'absorption affecte l'histoire de la formation stellaire et les abondances.

Les grands échantillons ( $N > 1000$ ) semblent très à la mode (voir les relevés GOODS, COSMOS, VVDS,...) : leur objectif est de réduire les incertitudes statistiques (loi des grands nombres). Malheureusement un tel nombre d'objets ne peut être analysé que de manière automatique, ce qui peut conduire à des biais importants, et on oublie trop facilement qu'un résultat précis n'est pas nécessairement exact. Enfin, la variance cosmique est un effet important dont les cosmologistes sont conscients depuis les études des champs HDF Nord et Sud (Labbé *et al.*, 2003). Beaucoup cherchent à maximiser la surface couverte par les relevés en oubliant que les biais peuvent aussi intervenir dans la direction orthogonale : les lignes de visée sur le champ CDFS sont affectées par un amas situé à  $z < 1$ , et tous les relevés construits sur ce champ (dont EIS, GOODS et GEMS) sont donc systématiquement affectés.

Les principales propriétés évolutives sont résumées dans la table 2.1.5, au paragraphe 2.1.5.

### 2.1.1 Evolution morphologique

#### Types morphologiques

En étudiant la morphologie couleur des galaxies avec  $M_{AB}(B) \leq -19.5$  à  $0.4 \leq z \leq 1$ , (Zheng *et al.*, 2005) ont établi l'évolution de la fraction des types morpholo-

giques (table 2.1). Leurs résultats sont en accord avec ceux de (Brinchmann *et al.*, 1998) obtenus à partir de 341 galaxies dans le CFRS et le LDSS. En comparaison avec les galaxies locales (Nakamura *et al.*, 2004), les galaxies de champ à  $z$  intermédiaires sont constituées de moins de spirales et de plus de compactes, d'irrégulières, et de systèmes en cours de fusion. En revanche la fraction de galaxies de type précoce (E/S0) reste quasi constante, en accord avec les études précédentes (Schade *et al.*, 1999; Fontana *et al.*, 2004).

Type	E/S0	S	C	Irr	Merg
Fraction locale	27	70	<2	3	<2
Fraction à $0.4 \leq z \leq 1$	23	43	19	9	6

TAB. 2.1 – Evolution de la fraction (en %) des différents types morphologiques, d'après (Hammer *et al.*, 2005a).

L'émergence d'une nouvelle population ayant une morphologie perturbée a également été identifiée par de nombreux autres auteurs. En particulier (Abraham *et al.*, 1996) trouvèrent qu'un tiers des galaxies dans le HDF-N avec  $I \leq 25$  avaient une morphologie très irrégulière avec parfois des signes d'interaction ou de fusion. Ce résultat fut confirmé dans d'autres champs à  $0.7 \leq z \leq 0.9$  comme le CFRS et le LDSS (Brinchmann *et al.*, 1998) et à partir de classifications visuelles (van den Bergh *et al.*, 1996; van den Bergh, 2001). Certaines de ces études montrèrent également que l'irrégularité de ces galaxies était bien réelle et non pas dû à des effets de correction K (Brinchmann *et al.*, 1998) : les galaxies irrégulières dans le visible le sont aussi dans l'infrarouge. Enfin (Lilly *et al.*, 1998) montrent également que le type médian des galaxies à disque évolue de Sbc à  $0.2 \leq z \leq 0.5$  à Sdm à  $0.75 \leq z \leq 1$ , ce qui est confirmé par (Zheng *et al.*, 2005).

Ces résultats mettent en évidence une population de galaxies bleues compactes et lumineuses (LCGs,  $r_{1/2} \leq 3.5kpc$  et  $M_B \leq -20$ ) ne rentrant dans aucune des classes morphologiques de la classification locale de Hubble (figure 2.1). La morphologie de ces galaxies a été étudiée en détail : (Glazebrook *et al.*, 1995; Driver *et al.*, 1995; Abraham *et al.*, 1996) ont pu ainsi montrer que cette population était majoritairement constituée de galaxies irrégulières ou en coalescence. (Schade *et al.*, 1995) ont également trouvé que cette population émergente est constituée de galaxies à composantes compactes bleues montrant souvent une structure asymétrique et même, dans certains cas, des signes d'interaction ou de fusion.

La variation du type morphologique en fonction de l'environnement (relation morphologie-densité, voir chapitre 1) subit également une évolution. (Smith *et al.*, 2005) ont ainsi comparé cette relation à  $z=1$  avec les résultats précédents à plus

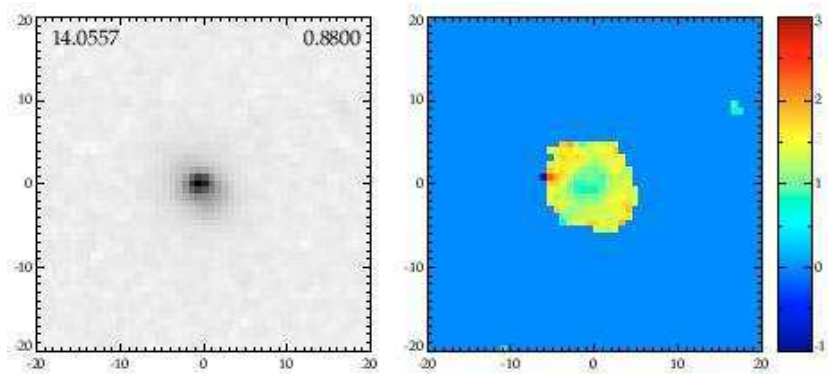


FIG. 2.1 – Exemple de galaxie bleue compacte lumineuse (Zheng *et al.*, 2005) : à gauche, image HST/WFPC2 dans la bande I (40 kpc de côté) ; à droite : image couleur V-I. Ce type de galaxie n’entre dans aucune des catégories de la classification de Hubble.

bas redshifts (Dressler, 1980; Dressler *et al.*, 1997; Treu *et al.*, 2003) : la fraction de galaxies de type précoce (E/S0) varie de 70% à  $z=1$  à 90% localement dans les environnements denses, alors que dans le champ, celle-ci reste autour de  $40 \pm 10\%$  sans subir d’évolution. Ces auteurs affirment que l’essentiel de l’évolution dans les environnements denses serait dû à la transformation des S en S0, en accord avec un scénario d’évolution hiérarchique.

## Tailles

D’autres études se sont intéressées à la taille des galaxies et à l’évolution du rayon contenant la moitié de la lumière  $r_{1/2}$ . (Lilly *et al.*, 1998) ont trouvé que la taille des galaxies à grands disques (i.e.  $r_{1/2} > 5$  kpc) restait constante jusqu’à  $z=1$ , l’évolution provenant essentiellement des galaxies de type compact, c’est à dire avec  $r_{1/2} \leq 3.5h_{50}^{-1}$  kpc. En comparant les distributions des  $r_{1/2}$  à différents redshifts, (Ravindranath *et al.*, 2004) ont trouvé que la taille des galaxies restait à peu près identique entre  $z=0.2$  et  $z=1$ <sup>2</sup>. A plus haut  $z$ , une évolution proche de  $(1+z)^{-1}$  a été trouvée par (Ferguson *et al.*, 2004) entre  $z=1$  et  $z=5$ , résultat étendu à  $z=6$  par (Bouwens *et al.*, 2004).

<sup>2</sup>Ce résultat doit toutefois être encore considéré avec précaution puisqu’il a été établi en utilisant une classification automatique (voir début de ce chapitre) et ne semble concerner que les galaxies à disques de type tardif (dont l’ajustement photométrique a pu être réalisé) en excluant les galaxies spirales à gros bulbe (Sab). Leur étude semble également se limiter aux galaxies à plus forte brillance de surface.

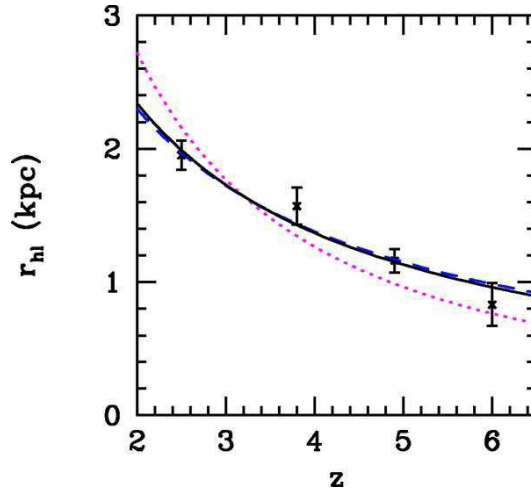


FIG. 2.2 – Evolution en taille des galaxies (Bouwens *et al.*, 2004) : moyenne du rayon contenant la moitié de la lumière en fonction de  $z$ . Un ajustement donne une évolution en  $(1+z)^{-1.05}$  (ligne noire). La ligne en pointillés rouges représente l'évolution attendue dans le cas d'un modèle alternatif en  $(1+z)^{-1.5}$  où la vitesse circulaire se conserve. La ligne en pointillés noirs représente l'évolution attendue dans le cas d'un modèle en  $(1+z)^{-1}$  où la masse se conserve.

## Disques

(Schade *et al.*, 1995) ont étudié la brillance de surface moyenne des disques des galaxies de type tardifs à  $z \sim 0.75$  et ont trouvé qu'ils étaient environ 1 magnitude plus brillante que localement (voir aussi (Schade *et al.*, 1996). Cette augmentation de la brillance de surface a été confirmée par des échantillons plus importants (Brinchmann *et al.*, 1998; Abraham, 1999). (Lilly *et al.*, 1998) montrèrent également que les galaxies spirales les plus lointaines ont une couleur U-V au repos plus bleue, et une largeur équivalent [OII] plus grande, qu'une spirale normale. Ceci permet d'attribuer cette évolution de la brillance de surface à une évolution du taux de formation stellaire d'un facteur 3 à  $z=0.7$ , résultat confirmé par (Abraham, 1999) à partir de cartes couleurs. L'évolution en brillance de surface a toutefois été contestée par (Simard *et al.*, 1999) et attribuée à des effets de sélection. Ces auteurs affirment que l'évolution en luminosité provient d'un biais observationnel qui tend à sélectionner à grand  $z$  des galaxies ayant plutôt une forte brillance de surface (voir aussi (Ravindranath *et al.*, 2004)). Ces auteurs préconisent donc de restreindre l'analyse à des galaxies sélectionnées selon un seuil en brillance surface uniforme, déterminé à partir de la complétude en brillance de surface du sous-échantillon formé par les galaxies les plus lointaines : ils ne constatent alors plus aucune évolution et concluent à une absence *globale* d'évolution de la brillance de surface. En réalité, ces études mon-

treraient uniquement une absence d'évolution *pour les galaxies à forte surface de brillance*. (Bouwens et Silk, 2002) ont réexaminé ces effets de sélection et trouvent une évolution de 1.5 magnitude en bande B de  $z=1$  à  $z=0$  en accord avec les modèles. Ces auteurs ont également mis en évidence un déficit de galaxies à faible brillance de surface à grand  $z$  dans l'échantillon de (Simard *et al.*, 1999) par rapport aux modèles d'évolution basés sur des observations locales. Une telle évolution implique nécessairement une réelle évolution de la brillance de surface qui est donc bien réelle et non pas due à un effet de sélection.

## Bulbes

Les bulbes ont été essentiellement étudiés via leur couleur : (Abraham, 1999; Ellis *et al.*, 2001; Koo *et al.*, 2005) ont ainsi trouvé que les bulbes des galaxies à  $z < 1$  sont plus rouges que les disques à mêmes  $z$ . (Ellis *et al.*, 2001) et (Zheng *et al.*, 2005) ont également trouvé que les bulbes sont en revanche plus bleus que les elliptiques de même  $z$ . Ces derniers ont également montré que la couleur centrale de la population de galaxies bleues compactes et lumineuses identifiée à  $z > 0.4$  est plus bleue que celle des autres populations de galaxies à  $z$  intermédiaires (voir figure 2.1).

### 2.1.2 Evolution dynamique

Les premières tentatives ont quasiment toutes consisté à déterminer la largeur de la raie [OII], car celle-ci est la raie en émission la plus intense dans le domaine optique pour les objets situés à des redshifts intermédiaires. Les études suivantes ont porté sur l'évolution de la relation de Tully-Fisher. Les méthodes utilisant le gaz HI sont fortement limitées par la sensibilité des radiotélescopes à des redshifts  $z > 0.2$ . Les premières tentatives eurent donc recours au gaz ionisé (Vogt *et al.*, 1993) et montrèrent que seuls des télescopes de la classe des 8-10 mètres pouvaient étudier efficacement la relation de Tully-Fisher aux grands  $z$ .

### Largeurs des raies intégrées [OII]

(Colless *et al.*, 1994) ont mesuré la largeur des raies [OII] de 32 galaxies, concluant que la majorité des galaxies à  $z=0.15-0.35$  avaient des largeurs de raies typiques des galaxies normales locales. (Koo *et al.*, 1995) et (Guzman *et al.*, 1997) ont, quant à eux, mesuré la largeur de raie de galaxies bleues, lumineuses ( $M_B \sim -21$ ) et compactes entre  $z=0.1$  et  $z=0.7$ , qui ont révélé des raies en émission étroites (Compact Narrow Emission Line Galaxies, CNELGs) plutôt similaires aux dE locales (voir

aussi (Phillips *et al.*, 1997; Guzman *et al.*, 1997). (Rix *et al.*, 1997) ont mesuré la largeur des raies [OII] d'un échantillon de 24 galaxies bleues sub- $L^*$  à  $z=0.25$ , toutes inférieures à 100 km/s. Leur conclusion est que ces galaxies ont probablement une luminosité 1.5 magnitude plus brillante que les galaxies locales avec les mêmes largeurs de raie et couleurs. Enfin, dans un échantillon de 24 galaxies bleues lumineuses à  $z\sim 0.6$  sélectionnées indépendamment de la taille et de la morphologie, (Mallén-Ornelas *et al.*, 1999) ont trouvé des largeurs de raies similaires aux galaxies irrégulières, en accord avec leurs morphologies et leurs couleurs. Elles sont en revanche plus lumineuses de 2 magnitudes que les galaxies irrégulières locales. L'ensemble de ces mesures a mené à la conclusion que la masse des galaxies bleues compactes était similaire à celle des dE.

### Relation de Tully-Fisher

Les premiers résultats à partir de l'étude de 9 galaxies lumineuses ( $M_B \geq -19.3$ ) et étendues ( $R_e \geq 3kpc$ ) à  $0.1 \leq z \leq 1$  ont montré des courbes de rotation similaires en forme et en amplitude aux galaxies locales (Vogt *et al.*, 1996), avec une évolution modeste de la relation de Tully-Fisher (TF) en luminosité (0.55 magnitudes en B et 0.36 en I). (Vogt *et al.*, 1997) étendirent leur étude en ajoutant 8 galaxies sub- $L^*$  et trouvèrent une évolution de la relation de TF de 0.36 magnitudes en bande B, sans changement de forme, de pente ou de dépendance en fonction de la masse. A partir d'une méthode de déconvolution avancée (Simard et Pritchet, 1999; Simard et Pritchet, 1998) ont construit une relation de Tully-Fisher pour 12 galaxies spirales sélectionnées indépendamment de leur taille, morphologie ou couleur. Leur résultat montre à l'inverse une forte évolution de 1.5 à 2 magnitudes en bande B et suggère que l'évolution semble plus prononcée pour les galaxies de petite masse, les galaxies grandes et brillantes ayant tendance à suivre la relation de TF locale. Ce dernier résultat a été confirmé par (Ziegler *et al.*, 2002) à partir de 60 galaxies sélectionnées dans le FORS Deep Field avec  $R \leq 23$  : ils trouvent une évolution de 1 à 2 magnitudes en bande B pour les galaxies de faibles masses et au contraire une faible voire une absence d'évolution pour les galaxies les plus massives ( $V_{max} \geq 150$  km/s). (Böhm *et al.*, 2004) trouvent un effet similaire : les galaxies de faible masse sont plus brillantes (jusqu'à 2 magnitudes) alors que les galaxies de grande masse ont une évolution négligeable. Cet effet peut s'interpréter par un changement de pente de la relation de TF en bande B et une évolution globale d'une magnitude en luminosité. L'évolution des systèmes de faible masse semble liée à des galaxies dont la courbe de rotation ne montre pas de plateau clairement défini (voir la figure 2.3), sans toutefois correspondre à un type morphologique particulier.

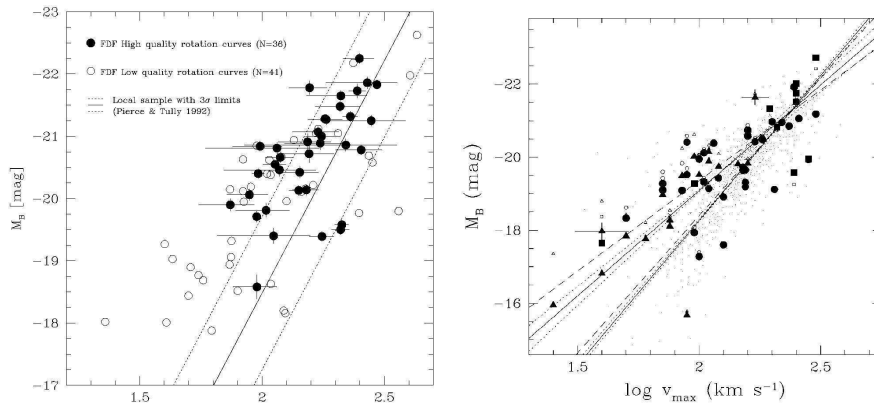


FIG. 2.3 – Evolution de la relation de Tully-Fisher en bande B. A gauche : relation obtenue par (Böhm *et al.*, 2004) ; la ligne noire indique la relation locale déterminée par (Pierce et Tully, 1992) et les lignes en pointillés sa dispersion à  $\pm 3\sigma$ . Les symboles pleins indiquent les galaxies ayant une courbe de rotation où le plateau est clairement identifié : les systèmes de faible masse dévient fortement de la relation locale. Ces systèmes ont clairement une courbe de rotation de moins bonne qualité. A droite : relation obtenue par (Ziegler *et al.*, 2002) ; les symboles carrés correspondent à des galaxies Sa/Sb, les cercles à des Sc, les triangles à des Sd/Irr. La ligne en trait plein de plus forte pente représente la relation locale (Haynes *et al.*, 1999) et les lignes en pointillés sa dispersion à  $\pm 1\sigma$ . Les galaxies identifiées sur la relation de gauche comme n’ayant pas de plateau bien défini sur leurs courbes de rotation ne semblent pas correspondre à un type morphologique particulier sur la relation de droite.

La bande K étant moins affectée par l’extinction que la bande B, l’établissement de la relation de TF dans cette bande est une étape importante vers sa compréhension. Celle-ci a pu récemment être établie pour la première fois en bande K par (Conselice *et al.*, 2005) qui ne trouvent aucune évolution de la pente jusqu’à  $z \sim 1.2$ , de même que pour la relation de TF en fonction de la masse stellaire (figure 2.4). Ils trouvent également que la fraction de masse stellaire reste constante depuis  $z \sim 1$ , suggérant que la masse des galaxies à disque croît par accrétion simultanée de matière noire et baryonique.

L’évolution de la relation de TF reste encore un sujet controversé. Un point commun à toute les études est que la dispersion de la relation est considérablement plus élevée à haut  $z$  (plusieurs magnitudes) que localement. Si cet effet se confirme, il pose la question de savoir si cette relation est toujours “valide” à grand  $z$ , ce qui pourrait être une contrainte importante des scénarii de formation des galaxies. Plusieurs auteurs ont en effet noté l’existence de courbes de rotation “anormales” (Simard et Pritchett, 1998; Kannappan *et al.*, 2002) : l’utilisation de la spectroscopie

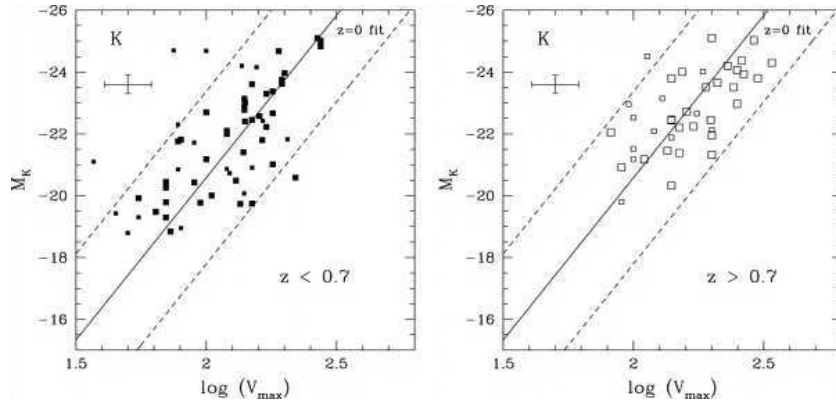


FIG. 2.4 – Evolution de la relation de Tully-Fisher en bande K (Conselice *et al.*, 2005). La ligne noire indique la relation locale déterminée par (Verheijen, 2001) et les lignes en pointillés sa dispersion à  $\pm 3\sigma$ . Les symboles les plus petits ont une erreur inférieure à l’erreur moyenne (indiquée en haut à gauche) alors que les plus grands ont une erreur supérieure.

à fente rendrait difficilement détectable certaines de ces anomalies qui pourraient être à l’origine de la dispersion observée à grand  $z$  ainsi que de la déviation aux faibles masses. Nous reviendrons plus loin sur cet effet.

### 2.1.3 Histoire de la formation stellaire

L’histoire de la formation stellaire permet de comprendre où et quand le gaz s’est transformé en étoiles. C’est donc un indice précieux pour comprendre la formation et l’évolution des galaxies. Il existe deux manières d’appréhender l’histoire de la formation stellaire. La première consiste à étudier l’évolution de la densité de formation stellaire comobile<sup>3</sup>, qui donne un aperçu instantané de la quantité de gaz transformé en étoiles à différents redshifts. La deuxième est l’étude de la densité de masse stellaire dans les galaxies qui est un complément idéal à celle de la formation stellaire car elle fournit une image de l’intégration de l’activité de formation stellaire passée de la galaxie.

#### Densité de formation stellaire

Le taux de formation stellaire peut être estimé grâce à différents traceurs (Kennicutt, 1998; Hogg, 2001) : principalement le continuum UV (a priori le plus direct

<sup>3</sup>Dans la suite nous omettrons souvent l’adjectif “comobile” à chaque fois que nous parlerons de l’évolution d’une densité en fonction du redshift, étant donné que seules les densités comobiles ont un sens dans ce cadre.



des traceurs car il mesure le flux issu des étoiles OB), la raie en émission  $H_\alpha$  (qui mesure le flux issu de la recombinaison du gaz ionisé par le flux UV), et le flux IR (qui mesure le flux UV-optique absorbé puis ré-émis par la poussière). Très souvent, la raie en émission [OII] est également utilisée (Kennicutt, 1992) bien que celle-ci se soit en réalité révélée être un traceur fortement biaisé par l’absorption et la métallicité<sup>4</sup> (Jansen *et al.*, 2001). L’utilisation de cette raie peut conduire à sous-estimer très fortement le SFR (jusqu’à un facteur 20, (Hammer *et al.*, 2005a)).

La première étude de l’évolution de la densité de formation stellaire remonte à (Lilly *et al.*, 1996). Ceux-ci ont étudié l’évolution de la fonction de luminosité dans l’UV, l’optique et le proche IR. Ils trouvèrent une diminution des densités, d’autant plus importante du proche IR vers l’UV, où celle-ci diminue d’un facteur 6-10 depuis  $z=1$ . Cette chute de la densité de luminosité dans l’UV peut être interprétée comme une chute de la densité de formation stellaire. Ce travail fut étendu jusqu’à  $z=4$  dans le HDF par (Madau *et al.*, 1996; Madau *et al.*, 1998), puis à  $z=6$  par (Bouwens *et al.*, 2004) dans le UDF. Globalement, la densité de formation stellaire pique autour de  $z \sim 1$  puis décroît fortement jusqu’à  $z=0$ . A grands  $z$ , il semble que la densité décroisse à nouveau, bien que certaines études trouvent une évolution constante entre  $z=1$  et  $z \sim 4$  (par exemple (Gabasch *et al.*, 2004)). Par une méthode totalement différente reposant sur l’étude des populations stellaires de 96545 galaxies du SDSS, (Heavens *et al.*, 2004) ont montré que le pic de formation stellaire se décale à plus grand  $z$  pour les galaxies de plus grande masse stellaire *actuelle* : les galaxies de masse stellaire actuelle  $M_* \leq 10^{10.3} M_\odot$  présentent un pic de formation stellaire à  $z < 0.5$  alors que les galaxies avec  $M_* \leq 10^{11.2} M_\odot$  ont un taux de formation stellaire croissant jusqu’à  $z > 2$ . Comme les relevés sont plutôt sensibles aux grandes masses (grandes luminosités), ces derniers surestimeraient donc l’époque où se produit le pic de formation stellaire, qui se situerait en réalité à  $z \sim 0.8$ .

Le rôle de la poussière est crucial dans la compréhension de l’évolution de la densité de formation stellaire car celle-ci absorbe le flux émit par les étoiles jeunes (de type OB) pour le ré-émettre dans l’IR lointain ( $30 \leq \lambda \leq 200 \mu m$ ). Une partie considérable de la formation stellaire est donc ainsi “cachée” par la poussière. A partir de données ISO et VLA, (Flores *et al.*, 1999) ont été les premiers à montrer que l’évolution de la densité de formation stellaire à  $z < 1$  était sous-estimée d’au moins un facteur deux par les traceurs optiques à cause de la poussière. (Takeuchi *et al.*, 2005) ont montré récemment que 70% de l’activité de formation stellaire était cachée par la poussière entre  $z=0.5$  et  $z=1.2$ .

---

<sup>4</sup>Il s’agit en plus d’une raie de recombinaison, ce qui en fait un traceur très indirect.

(Hogg, 2001) a comparé et combiné toutes les mesures faites grâce à différents traceurs entre  $z=1$  et  $z=0$  et trouve un déclin en  $(1+z)^{2.7}$ , ce que trouve également (Hopkins, 2004) dans une plus large compilation allant jusqu'à  $z=6$  (figure 2.5). En conclusion, s'il semble maintenant bien établi que la densité de formation stellaire présente un maximum autour de  $z=0.7-1.5$  et décline ensuite fortement jusqu'à  $z=0$ , son évolution avant le pic restant encore controversée.

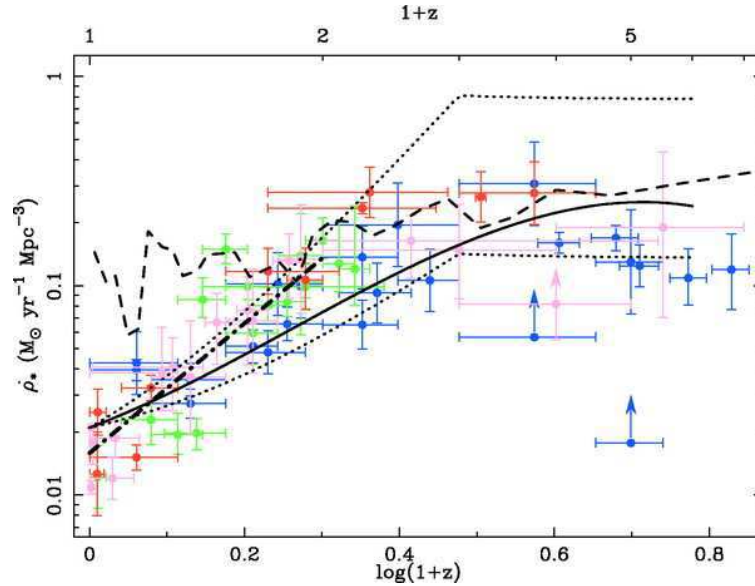
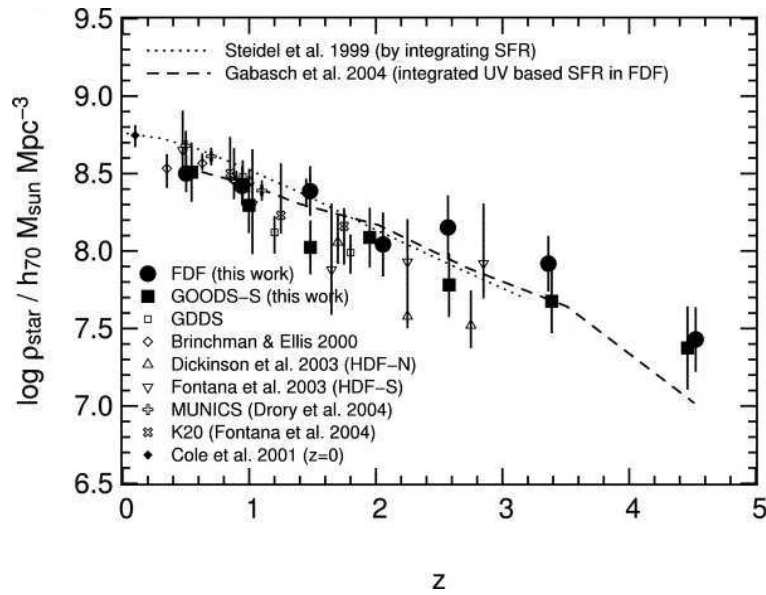


FIG. 2.5 – Evolution de la densité de formation stellaire (Hopkins, 2004) : en bleu, traceurs UV ; en vert, traceur [OII] ; en rouge, traceurs  $H_\alpha$  et  $H_\beta$  ; en violet, traceurs FIR, sub-mm et radio. Les mesures ont été corrigées de l'extinction lorsque c'était nécessaire. La ligne en trait mixte est un ajustement jusqu'à  $z=1$  et celles en pointillés sont issues de modèles d'évolution en luminosité pure (Condon, 1989). La ligne en tirets provient des populations stellaires du Groupe Local (Hopkins *et al.*, 2001).

### Densité de masse stellaire

L'évolution de la densité de masse stellaire a été calculée à partir de modèles d'évolution stellaire à  $z < 1$  par (Brinchmann et Ellis, 2000) et (Cohen, 2002), puis jusqu'à  $z=3$  par (Dickinson *et al.*, 2003). Ces derniers trouvent que la densité de masse stellaire décroît fortement à partir de  $z \sim 1.4$ , en relativement bon accord avec l'évolution calculée à partir de l'intégration directe de la densité de formation stellaire corrigée de l'extinction. La densité de masse stellaire représenterait respectivement 3 à 14 % et 50 à 75% de la densité actuelle à  $z \sim 2.7$  et à  $z \sim 1$ . Les études qui suivirent convergent toutes vers le fait que la masse stellaire à  $z=1$  représente environ 50 % de la masse stellaire actuelle (Rudnick *et al.*, 2003; Drory *et al.*, 2004) : la dernière


 FIG. 2.6 – Evolution de la densité de masse stellaire (Drory *et al.*, 2005).

étude en date (Drory *et al.*, 2005) trouve que la densité de masse stellaire représente 50% de la densité locale à  $z=1$ , puis 25% à  $z=2$ , et au moins 15% à  $z=3$  puis 5% à  $z=5$  (voir figure 2.6). Le fait que 50% de la masse stellaire soit assemblée à  $z=1$  semble donc être relativement robuste.

La densité de masse stellaire a également été étudiée en fonction de la morphologie : les galaxies à morphologie perturbée ont une densité de masse stellaire qui décroît de  $z=1$  à  $z=0$ , celle des galaxies elliptiques croît, et celle des galaxies spirales reste globalement constante (Brinchmann et Ellis, 2000), ce qui suggère une évolution des galaxies irrégulières vers des systèmes plus réguliers et massifs. (Bundy *et al.*, 2005) trouvent également que la transition entre les types morphologiques Sp/Pec d’une part et E/S0 d’autre part s’effectue à une masse qui croît avec  $z$ . Ces auteurs proposent donc une évolution de type downsizing où les galaxies qui se forment en premier à grand redshift seraient également les premières à évoluer vers un type morphologique précoce (E/S0)<sup>5</sup>. (Thomas *et al.*, 2005) ont montré à partir d’une méthode indépendante reposant sur l’étude des populations stellaires que l’évolution en masse stellaire des galaxies précoces (E/S0) à  $z<1$  devait essentiellement avoir lieu dans les environnements peu denses au sein de galaxies de faibles masses ( $M_* \leq 10^{11} M_\odot$ ). Ce type d’évolution anti-hiérarchique, où les galaxies de faibles masses se forment en dernier, est appelé “downsizing” (voir paragraphe 2.3.1).

<sup>5</sup>On notera toutefois que les évolutions des densités de masse par type morphologique indiquées par (Bundy *et al.*, 2005) ont une amplitude typique de 0.3 dex (facteur 2 en échelle linéaire), inférieure à leur barre d’erreur.

### Taux de formation stellaire spécifique

L'évolution de type downsizing est souvent mis en évidence grâce au taux de formation stellaire spécifique (SFR divisé par la masse stellaire de l'objet) qui permet de caractériser le rendement de la formation stellaire (Brinchmann et Ellis, 2000; Feulner *et al.*, 2005; Bauer *et al.*, 2005). (Juneau *et al.*, 2005) ont ainsi montré que les galaxies de masse stellaire  $M_* \geq 10^{10.8}$  avaient un SFR 6 fois plus élevé à  $z=2$  que localement, et que celui-ci se stabilisait à  $z=1$  à sa valeur actuelle. En revanche, pour les galaxies de masse intermédiaire ( $10^{10.2} \geq M_* \geq 10^{10.8}$ ), le SFR décline plus lentement et atteint un plateau à  $z \sim 1.5$ . Ce genre de conclusion est toutefois encore à prendre avec précaution car la plupart des études reposent sur des estimateurs biaisés de la formation stellaire (continuum UV ou raie [OII])<sup>6</sup>.

### Propriétés individuelles

**Galaxies lumineuses bleues et compactes.** Nous avons vu dans les sections précédentes qu'une population de galaxies bleues, lumineuses et compactes, à morphologies irrégulières, semblait émerger à  $z > 0.4$ . La spectroscopie de ces galaxies a permis de mettre en évidence que leur couleur bleue était liée à des épisodes de formation stellaire (Hammer *et al.*, 2001). (Guzman *et al.*, 1997) ont ainsi trouvé que les LCGs contribuaient à 45 % de l'augmentation de la densité de formation stellaire dans l'UV entre  $z=0.4$  et  $z=1$ . Cette population a donc été par la suite abondamment étudiée : l'étude de leurs spectres a entre autres permis de révéler que les LCGs étaient constituées à la fois d'étoiles vieilles et jeunes, et qu'elles présentaient des taux d'extinction très élevés (Hammer *et al.*, 2001), provoqués par une forte abondance de poussière.

**Galaxies lumineuses dans l'infrarouge.** Alors qu'une galaxie locale normale comme la Voie Lactée émet en moyenne 30% de sa luminosité bolométrique dans l'IR, certaines galaxies sont particulièrement lumineuses dans l'IR ( $L_{IR}(8 - 1000\mu m) \geq 10^{11} L_\odot$ ). Ces LIRGs (Luminous InfraRed Galaxies, (Sanders et Mirabel, 1996) y émettent en revanche plus de 90% de leur lumière à cause de la poussière (Elbaz *et al.*, 2002; Chary et Elbaz, 2001) qui modifie leur SED (Lagache *et al.*, 2005). L'essentiel de ce flux est, dans la plupart des objets, dû à la formation stellaire ( $200 \geq SFR \geq 20 M_\odot \text{an}^{-1}$ ) et non pas à une activité AGN (Liang *et al.*, 2004a;

---

<sup>6</sup>Par exemple, (Juneau *et al.*, 2005) utilisent le flux dans la raie [OII] qu'ils convertissent en flux  $H_\alpha$  (d'après (Glazebrook *et al.*, 1999) pour ensuite le corriger de l'extinction par  $A_{H_\alpha} = 1$  sur l'ensemble de l'échantillon.

Fadda *et al.*, 2002). D'après leur morphologie, la plupart des LIRGs sont des systèmes en cours de fusion (17%), à morphologie complexe (22%) (Zheng *et al.*, 2004), ou sont également des LCGs (25%) alors que 36% sont des galaxies à disque. Récemment, (Melbourne *et al.*, 2005) ont cependant trouvé un nombre plus élevé de LIRGs spirales (50%). Les LIRGs sont les principales responsables de l'accroissement de la densité de luminosité IR d'un facteur 70 entre  $z=0$  et  $z=1$  (Elbaz *et al.*, 1999; Elbaz et Cesarsky, 2003) et deviennent même la population dominante à  $z>0.5$  : tout comme les LCGs dominent la densité de formation stellaire dans l'UV, les LIRGs dominent celle mesurée dans l'IR en représentent 50 à 66% de l'activité de formation stellaire à  $z=0.7$  (Flores *et al.*, 1999) et 70% à  $z=1$  (Le Floc'h *et al.*, 2005). Enfin, à  $z<1$ , les LIRGs représentent 75% des galaxies avec  $M_B \leq -21$  (Melbourne *et al.*, 2005).

**Galaxies de masse intermédiaire.** (Bell *et al.*, 2005) ont montré que 40% des galaxies de masse supérieure à  $2 \cdot 10^{10} M_\odot$  à  $z \sim 0.7$  subissaient un intense épisode de formation stellaire, ce qui semble indiquer une évolution importante de cette population à  $z<1$ . (Hammer *et al.*, 2005a) se sont intéressé aux galaxies de masse intermédiaire ( $10^{10.5} M_\odot < M_* < 10^{11.5} M_\odot$ ) en utilisant une mesure précise de la formation stellaire : la variation du taux de formation stellaire spécifique avec la masse stellaire apparaît alors beaucoup moins évidente que dans les études biaisées par la poussière (voir figure 2.7). Leur mesure non biaisée a ainsi permis d'établir que 15% des galaxies de masse intermédiaire sont des LIRGs qui ont formé une quantité d'étoiles entre  $z=1$  et  $z=0.4$  correspondant à environ 40% de la masse stellaire des galaxies de masse intermédiaire à  $z=0$ . L'activité de formation stellaire dans les LIRGs suffit donc à expliquer l'origine de l'essentiel de la masse stellaire formée depuis  $z=1$ . Or leurs morphologies les placent dans une séquence bien déterminée entre les LCGs et les galaxies spirales à bulbes (Zheng *et al.*, 2004), ce qui semble suggérer (voir aussi paragraphe 2.3.4) que l'essentiel des galaxies formées à  $z<1$  seraient des galaxies spirales de type précoce de masse intermédiaires (donc de type S0\_a à Sbc).

**Galaxies massives.** Concernant les galaxies massives, plusieurs résultats tendent à montrer que les galaxies elliptiques massives ( $M \geq 10^{11} M_\odot$ ) étaient déjà en place à  $z>1$  : (Glazebrook *et al.*, 2004) ont trouvé qu'au-moins deux-tiers des galaxies massives se sont formées depuis  $z=1.8$  alors que (Fontana *et al.*, 2004) ont trouvé dans le relevé K20 une décroissance modérée (20-30%) de la densité de masse des galaxies massives entre  $z=0$  et  $z=1$ , et en revanche une évolution plus rapide à plus grands redshifts puisqu'à  $z=2$ , environ 35% de la masse stellaire actuelle des objets massifs ( $M_* \sim 10^{11} M_\odot$ ) semble être déjà assemblée. (Bundy *et al.*, 2005) trouvent également

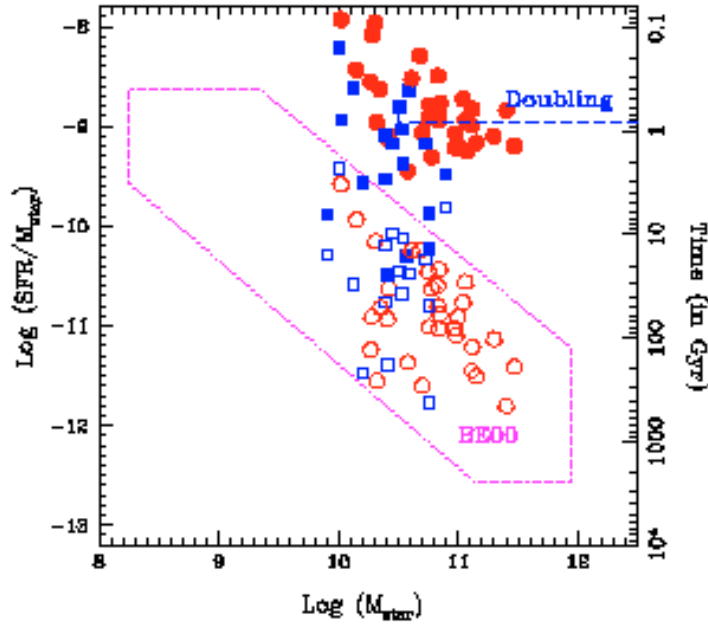


FIG. 2.7 – Variation du taux de formation stellaire spécifique en fonction de la masse stellaire (Hammer *et al.*, 2005a). Les LIRGs à  $z > 0.4$  sont représentées par des points et les LCGs (les LCGs étant également des LIRGs ayant été exclues) par des carrés. Les symboles indiquent la position des galaxies en utilisant un traceur non biaisé de la formation stellaire (flux IR). Les symboles vides indiquent la position des mêmes galaxies en utilisant le traceur [OII], biaisé par la poussière (Brinchmann et Ellis, 2000). En utilisant ce traceur, on trouve que les galaxies de masse intermédiaire doublent leur masse en des temps caractéristiques de 100 Gyr : l'utilisation du traceur [OII] (zone en pointillée) sous-estime une part importante de la formation stellaire et explique la tendance de downsizing observée dans ces études.

que les systèmes de grande masse, dominés par les galaxies elliptiques, évoluent peu entre  $z=1$  et  $z=0$ . (Le Borgne *et al.*, 2005) ont enfin montré que l'intervalle de redshift  $z=1.4-2$  pourrait être une époque de transition pour les galaxies sphéroïdales massives, entre une époque de formation stellaire active à  $z > 2$  (voir aussi (Treu *et al.*, 2005)) et une époque d'évolution plus passive avec de rares et faibles épisodes de formation stellaire. Des résultats récents (van Dokkum, 2005; Bell *et al.*, 2005) semblent toutefois suggérer que des galaxies elliptiques massives rouges pourraient être le résultat de la fusion à  $z < 1$  non pas de galaxies spirales mais de galaxies dominées par des sphéroïdes pauvres en gaz, ce qui limiterait le taux de formation stellaire au cours de la fusion (“dry mergers”) et rendrait donc l'événement plus difficilement observable. Ceci expliquerait pourquoi ce type d'évolution a été jusqu'ici largement sous-estimé (van Dokkum, 2005).

### 2.1.4 Evolution (chimique) du gaz

L'analyse chimique de la phase gazeuse des galaxies nécessite l'observation de raies d'émission excitées par recombinaison (H ou He) ainsi que de raies excitées par collisions d'éléments plus lourds (Osterbrock, 1989). L'oxygène étant l'espèce lourde la plus abondante et conduisant aux raies d'émissions les plus brillantes, cette espèce est souvent utilisée comme indicateur de métallicité. Les régions HII ont d'autre part un diamètre typique de 10-100 pc qu'il est impossible de résoudre dans le cas de galaxies lointaines. (Kobulnicky *et al.*, 1999) ont montré que l'utilisation de spectres intégrés permettait tout de même de se faire une idée de la métallicité moyenne en utilisant l'indice  $R_{23}$  (Pagel *et al.*, 1979).

Un des problèmes majeurs dans l'utilisation de l'indice  $R_{23}$  est sa dégénérescence en fonction de O/H. Celle-ci peut-être levée (Kobulnicky *et al.*, 1999) grâce à la connaissance de la raie [NII] ou grâce à la relation universelle entre métallicité-luminosité (Lequeux *et al.*, 1979; Skillman *et al.*, 1989; Zaritsky *et al.*, 1994). L'évolution éventuelle de cette relation est également un outil particulièrement intéressant pour étudier l'évolution des galaxies : si celles-ci subissent une évolution en luminosité, alors la relation  $L_B$ - $Z$  de l'Univers local doit se déplacer vers les plus grands luminosités, aux phénomènes d'inflow/outflow près (Garnett, 2002). De nombreux auteurs ont ainsi étudié l'évolution de cette relation (Kobulnicky *et al.*, 1999; Kobulnicky *et al.*, 2003; Kobulnicky et Kewley, 2004; Liang *et al.*, 2004a; Maier *et al.*, 2004; Lilly *et al.*, 2003; Hammer *et al.*, 2005a; Savaglio *et al.*, 2005). En général ces auteurs trouvent une évolution de la relation  $L - Z$  sans toutefois être d'accord sur son amplitude. Ces différences pourraient provenir des différentes stratégies adoptées quant aux effets d'extinction (Lilly *et al.*, 2003; Savaglio *et al.*, 2005), voire aux méthodes utilisées (Kobulnicky et Kewley, 2004).

(Liang *et al.*, 2005) ont récemment étudié cette relation dans la bande K, en théorie moins sensible aux effets d'extinction et de formation stellaire. Ils trouvent une évolution de -0.3 dex en métallicité entre  $z=0.65$  et  $z=0$  (voir figure 2.8). Cette valeur est en accord avec les travaux de (Liang *et al.*, 2004a; Hammer *et al.*, 2005a), qui trouvent une baisse de la métallicité de 0.3 dex à  $z=0.7$  en corrigeant leurs mesures de l'extinction, ainsi qu'avec la récente étude de (Maier *et al.*, 2005) à partir d'un échantillon de galaxies individuellement corrigées de l'extinction sélectionnées dans le CFRS en bande J à  $0.47 \geq z \geq 0.92$ . Les résultats de (Liang *et al.*, 2005) permettent d'attribuer directement cette évolution à la métallicité, ce qui lève la dégénérescence de cette évolution dans le plan  $L_B - Z$  où celle-ci pouvait également être attribuée à une évolution en luminosité de 2.5 magnitude en bande B. (Liang *et al.*, 2005) trouvent également que l'évolution de la relation  $M_* - Z$  entre  $z=2.3$

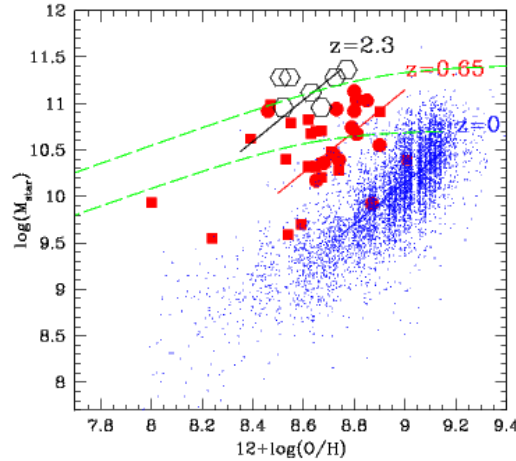


FIG. 2.8 – Evolution de la relation  $M_*$ -Z (Liang *et al.*, 2005) : la relation à  $z=0$  est celle de (Tremonti *et al.*, 2004) avec  $M_* \geq 10^{9.5}$  et les galaxies à  $z=2.3$  proviennent de (Shapley *et al.*, 2004). Les lignes vertes correspondent à des modèles d'évolution chimiques en boîtes fermées.

et 0.65 couplée à un modèle d'évolution en boîte fermée implique que 20-30% de la masse de ces galaxies s'est converti en étoiles depuis  $z=0.65$  et 45% depuis  $z=2.3$ , en accord avec l'évolution de la densité de masse stellaire (voir paragraphe 2.1.3).

Cette évolution du contenu en gaz est aussi en accord avec les modèles d'évolution chimique (Pei *et al.*, 1999). Ces modèles auto-consistants reproduisent remarquablement bien un certain nombre de propriétés des galaxies en fonction de  $z$ , dont l'évolution des densités de formation stellaire et de métallicité, en prédisant un processus de formation des galaxies en 3 étapes : une phase d'inflow à  $z > 3$ , suivie d'une phase intense de formation stellaire et de production de métaux à  $1 \geq z \geq 3$  et enfin une phase de décroissance du taux de formation stellaire à  $z < 1$ , pendant laquelle la teneur du milieu inter-galactique en gaz décroît d'un facteur 5.

### 2.1.5 Résumé

La table 2.1.5 propose un résumé des principales propriétés évolutives des galaxies entre  $z=0$  et  $z=1$ . Un facteur de confiance a été attribué à chaque propriété : celui-ci tient compte du nombre de résultats indépendants concernant une propriété donnée (au moins deux résultats indépendants) ainsi que des biais possibles pouvant affecter les mesures et la manière dont ils ont été pris en compte ou non.



Propriété	Evolution vers grands $z$	niveau de confiance
Morphologie (nombres)	E $\rightarrow$ , C et S $\nearrow$	bon
Couleurs intégrées	+ bleues	bon
Couleurs bulbes	+ bleus que E et + rouges que disques	bon
Tailles	+ petites à partir de $z=0.4$	bon
SB des disques	$\nearrow$	bon
Tully-Fisher	évolution en pente des faibles masses	faible
	non-évolution en pente des fortes masses	moyen
	évolution dispersion	bon
Densité de SFR	$\nearrow$ jusqu'à $z\sim 1$	bon
	dominée par LIRGs à $z<1$	bon
Densité de $M_*$	30-50% formée à $z<1$	bon
	galaxies massives ( $M_* \geq 10^{11}$ ) en place à $z>1$	bon
SSFR	downsizing	faible
Abondances (L-Z)	-0.3 dex à $z=0.7$	moyen

TAB. 2.2 – Tableau récapitulatif des propriétés évolutives des galaxies, de  $z=0$  vers  $z=1$ . Le niveau de confiance est indiqué dans la dernière colonne et tient compte du nombre de résultats indépendants ayant conduit à établir cette évolution (au moins deux résultats indépendants) ainsi que des biais possibles pouvant affecter les mesures et la manière dont ils ont été pris en compte ou non.

## 2.2 Mécanismes d'évolution

Afin de bien maîtriser les biais observationnels, le recours aux simulations numériques peut être une aide précieuse : leur comparaison avec les observations permet d'ajuster les modèles théoriques et de contrôler les biais contenus dans les observations, faisant alors converger observation et théorie vers un scénario commun. De nombreuses simulations numériques ont ainsi été consacrées aux mécanismes d'évolution. Ceux-ci sont généralement regroupés en deux catégories selon l'importance relative des temps caractérisant leurs effets sur les galaxies hôtes : l'évolution de type séculaire et l'évolution de type violente. D'un point de vue numérique, l'évolution de type violente (fusion entre galaxies) bénéficie d'un avantage sur l'évolution de type séculaire : il peut être suffisant de ne simuler que les galaxies et leurs halos subissant la fusion, sans se préoccuper du contexte cosmologique autrement que par le choix des conditions initiales de la simulation. Ceci n'est pas le cas dans le cas des mécanismes d'accrétion puisqu'il faut, par définition, simuler l'ensemble du milieu inter-galactique d'où provient le gaz. Ceci explique l'abondance de la littérature ayant trait aux processus d'évolution violente comparativement aux processus d'évolution séculaire.

### 2.2.1 Evolution séculaire

Dans les processus d'évolution séculaire, les galaxies sont des systèmes ouverts pouvant accréter du gaz issu du milieu inter-galactique de manière non-violente. Celui-ci se transforme alors progressivement en étoiles au cours du temps.

Dans les simulations numériques d'Univers de type  $\Lambda$ -CDM, les halos de matière noire évoluent de manière hiérarchique alors que le gaz chaud contenu dans ces halos se refroidit et se condense par dissipation à l'intérieur d'un certain rayon pour former les galaxies. (Maller et Bullock, 2004) ont montré que dans un cas typique de la Voie Lactée, ce gaz chaud, à cause d'instabilités thermiques, pouvait se fragmenter et se condenser en nuages de masse  $\sim 5.10^6 M_\odot$  et de taille  $\sim 1 kpc$ , ce qui correspond bien aux observations. Ces nuages, compris dans un rayon de  $\sim 150 kpc$ , permettent alors une accrétion continue de matière.

Les simulations numériques permettent également de reproduire certains aspects morphologiques des galaxies grâce à l'accrétion de gaz (figure 2.9). Les observations dans le proche IR ont montré que les barres étaient très fréquentes dans les galaxies spirales locales (Eskridge *et al.*, 2000). Le couple exercé par la barre sur le gaz peut alors conduire ce dernier vers le centre de la galaxie (Athanassoula, 1992)

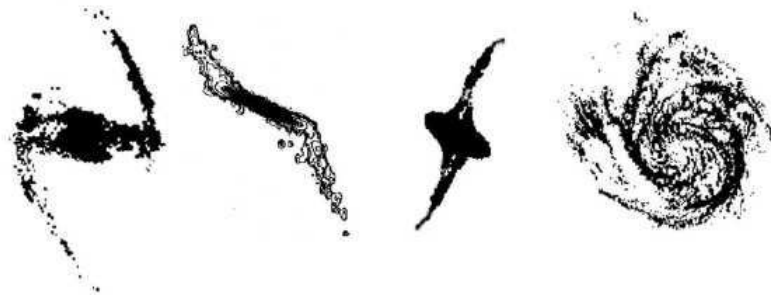


FIG. 2.9 – Processus dynamiques contraignant l’accrétion extérieure de gaz (Combes, 2005). De gauche à droite : barres (NGC 1365), warps (NGC 4013), anneaux polaires (NGC 4650A) et asymétries (M101).

et conduire à la formation d’une concentration centrale de matière semblable aux bulbes observés dans les galaxies spirales de type tardif (Combes *et al.*, 1990; Athanassoula, 2005; Kormendy et Kennicutt, 2004). Si elle atteint quelques pour-cents de la masse totale de la galaxie, elle est alors suffisante pour détruire la barre (Bournaud et Combes, 2002; Bournaud *et al.*, 2005). Etant donné la quantité de galaxies barrées dans l’Univers local ainsi qu’à plus grand redshifts (Jogee *et al.*, 2004; Zheng *et al.*, 2005), il est nécessaire que celles-ci soient périodiquement reconstruites, et ceci ne semble pouvoir être le cas que grâce à du gaz accréte (Block *et al.*, 2002; Combes, 2005), par exemple depuis les filaments cosmiques (Semelin et Combes, 2005). Plusieurs autres structures morphologiques des galaxies spirales ne semblent pouvoir être expliquées que par l’accrétion externe de gaz : c’est le cas de la présence de warps dans la plupart des galaxies (García-Ruiz *et al.*, 2002) qui ne peut effectivement être expliquée que par l’accrétion externe de gaz (Binney, 1992; Jiang et Binney, 1999) ; la présence d’anneaux polaires entourant 5% des galaxies (Whitmore *et al.*, 1990) semble être mieux expliquée par l’accrétion de gaz que par fusion de galaxies (Bournaud et Combes, 2003) ; l’accrétion de gaz est également requise pour expliquer la morphologie de l’ensemble des 50% de galaxies qui sont asymétriques (“lopsided”, (Richter et Sancisi, 1994)) afin de pouvoir en reproduire toutes les propriétés (Bournaud *et al.*, 2005). Enfin, dans un certain nombre de galaxies de type précoce, le gaz est en contre rotation par rapport aux étoiles, ce qui tend à favoriser une origine externe pour le gaz (Bertola *et al.*, 1992).

L’accrétion de galaxies satellites de faible masse est une extension des processus d’évolution séculaire. (Abadi *et al.*, 2003) ont montré que les disques épais obtenus dans leurs simulations étaient principalement constitués de débris de galaxies satellites alors que les disques minces étaient majoritairement constitués d’étoiles formées *in situ* après le dernier merger. (Berentzen *et al.*, 2003) ont d’autre part montré que

l'impact d'une galaxie satellite avec une galaxie barrée pouvait conduire à des structures visibles comme des anneaux ainsi qu'à un déplacement et à une destruction plus rapide de la barre. Selon le rayon d'impact, ce type d'interaction peut conduire à un épaississement du disque.

### 2.2.2 Evolution violente

Les mécanismes d'évolution violente ont été abondamment étudié par simulations numériques, à tel point qu'il est parfois difficile pour un non spécialiste de ne pas se perdre entre les différents types de simulations existants et les hypothèses utilisées d'un auteur à l'autre : ce paragraphe tente de dresser un état de l'art dans ce domaine.

#### Simulations numériques

Les phénomènes d'interactions entre galaxies conduisent à une grande variété de particularités morphologiques (Barnes et Hernquist, 1992) : queues, ponts, barres, anneaux, coquilles sont autant de signatures morphologiques de processus d'interaction dynamique entre galaxies. L'importance des phénomènes d'interactions dans l'évolution des galaxies a été relativement vite comprise : (Toomre, 1977) fut l'un des premiers à proposer que les galaxies elliptiques puissent trouver leur origine dans la fusion de deux disques. Les simulations qui suivirent montrèrent que de nombreuses propriétés cinématiques et photométriques des galaxies elliptiques pouvaient ainsi être reproduites (par exemple : (Barnes, 1988; Barnes et Hernquist, 1992; Hernquist, 1992)). Les efforts réalisés au cours des dernières années dans le domaine des simulations numériques portent essentiellement sur la modélisation du milieu interstellaire. Les simulations modernes prennent en compte le gaz (Negroponte et White, 1983), une équation d'état de plus en plus réaliste pour le milieu interstellaire (Hernquist, 1989; Barnes et Hernquist, 1991; Barnes et Hernquist, 1996; Gerritsen et Icke, 1997; Springel, 2000), la formation stellaire (Hernquist et Mihos, 1995; Mihos et Hernquist, 1996), le feedback issu de la formation stellaire (Mihos et Hernquist, 1994), un milieu interstellaire multi-phase modélisant la formation stellaire à des échelles inférieures à la résolution de la simulation ainsi que le feedback des supernovae (Springel et Hernquist, 2003), l'accrétion de matière par le trou noir central et le feedback AGN (Springel *et al.*, 2005), ou encore l'effet de la poussière (figure 2.10).

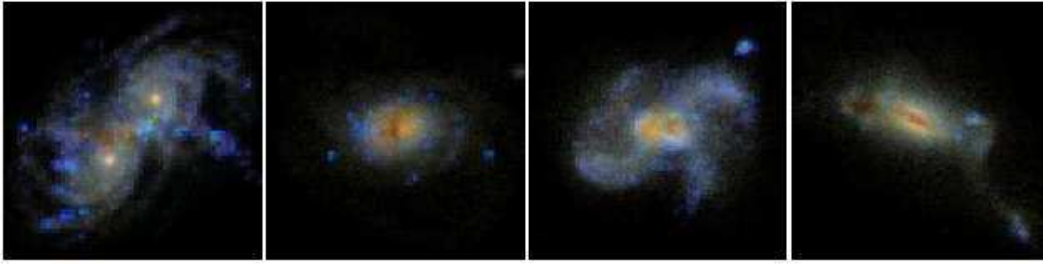


FIG. 2.10 – Simulations numériques de deux galaxies Sbc en interaction incluant les effets de la poussière (Jonsson *et al.*, 2005). Chaque image fait 67 kpc de côté et simule le filtre g du SDSS. De gauche à droite : lors de la première rencontre à 0.6 Gyr après le début de la simulation, le gaz situé entre les deux galaxies subit de forts chocs, ce qui produit de la formation stellaire ; lors de la deuxième rencontre à 1.6 Gyr, une grande quantité de gaz est concentrée au centre, où une grande quantité de poussière s’accumule ; lors de la fusion, à 1.7 Gyr, des queues de matière se forment par effet de marée ; les étoiles du résidu, à 2 Gyr, forment une composante sphéroïdale, alors qu’une grande partie du gaz non converti en étoiles s’est refroidi et condensé pour former un disque, visible sous forme de poussière.

### Major et minor mergers

Dans une interaction de type “major merger”, le rapport des masses des progéniteurs est généralement compris dans l’intervalle 1 :1 à 1 :4. L’interaction conduit dans les simulations à la destruction des disques des progéniteurs et à la formation d’une galaxie de type elliptique. (Naab et Burkert, 2003) ont ainsi étudié l’interaction de deux disques stellaires : les rapports 3 :1 à 4 :1 conduisent plutôt à la formation d’elliptiques discy à rotation rapide alors que ceux compris entre 1 :1 et 1 :2 conduisent plutôt à des elliptiques boxy à faible rotation. (Khochfar et Burkert, 2005) ont également montré que le type final de la galaxie elliptique (boxy ou discy) dépendait également de la morphologie des progéniteurs, reproduisant les différentes populations de galaxies elliptiques observées. Dans leur modèle semi-analytique incluant le gaz, les galaxies elliptiques boxy avec des profils de lumière en loi de puissance sont obtenues par fusion de galaxies à disques de masses égales alors que les elliptiques boxy avec des profils de lumière plat (cœur) sont plutôt obtenues à partir de galaxies elliptiques de masses égales. Les galaxies elliptiques de type discy sont obtenues à partir de fusion de galaxies de masses inégales quel que soit leur type, celles de plus faible luminosité montrant une tendance à reformer un disque après l’interaction. Lors d’une telle interaction (major merger), le taux de formation stellaire peut atteindre des valeurs très élevées (figure 2.11 ; (Cox *et al.*, 2005; Haas *et al.*, 2005)). Il semble que le taux de formation stellaire ne dépende pas directement du sens relatif

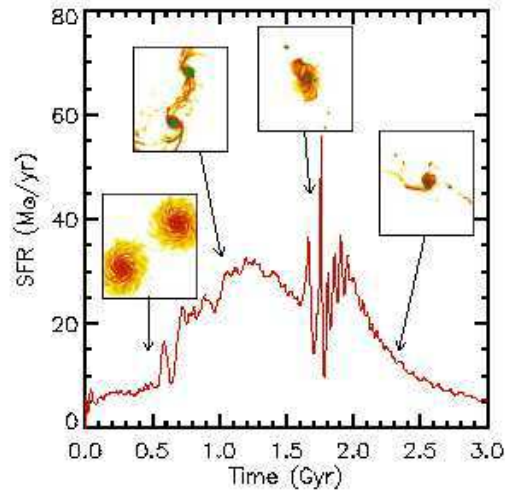


FIG. 2.11 – Taux de formation stellaire de galaxies en interaction (Cox *et al.*, 2005; Jonsson *et al.*, 2005), lors d’une rencontre entre deux galaxies Sbc. La distribution du gaz au cours de la fusion est indiquée, vue perpendiculairement au plan de la rencontre.

des orbites mais plutôt de la distance séparant les deux progéniteurs (Kapferer *et al.*, 2005).

A l’opposé, les “minor mergers”, où les progéniteurs ont un rapport de masse 1 :10 (fusion d’une galaxie à disque avec une naine), ne conduisent pas à la destruction du disque mais à une évolution morphologique vers les types plus précoces via une augmentation de la dispersion de vitesse et de la hauteur du disque (Walker *et al.*, 1996; Velazquez et White, 1999). La prise en compte du gaz ne modifie pas cette conclusion tant que celui-ci représente une petite fraction ( $\sim 10\%$ ) de la masse totale (Hernquist, 1989; Hernquist et Mihos, 1995). Cox *et al.*<sup>7</sup> ont montré que l’augmentation du taux de formation stellaire au cours d’un minor merger était fonction du rapport de masse des progéniteurs (le gain maximal étant de 6) et de l’orbite (une orbite “prograde”<sup>8</sup> favorisant la formation stellaire), et qu’en-deçà d’un rapport 1 :5, le taux de formation stellaire ne subit aucun changement notable. Les minor mergers semblent provoquer des taux de formation stellaires modérés ( $\leq 4M_{\odot}$ ).

L’intervalle de rapport de masse stellaire intermédiaire (1 :10 à 1 :4) a été étudié par (Bournaud *et al.*, 2004). Ils trouvent, avec une fraction de masse de gaz dans le disque qui varie de 8 à 16%, des résidus ayant les propriétés morphologiques des galaxies à disques (profil exponentiel), mais pouvant avoir une cinématique plutôt

<sup>7</sup>Voir la thèse de T.J. Cox, <http://physics.ucsc.edu/tj/work/thesis/>.

<sup>8</sup>Ce qui signifie que le plan de la galaxie coïncide avec le plan de l’orbite et que la direction du mouvement de rotation du disque suit celle de l’orbite.

semblable à celle d'une elliptique. (Bournaud *et al.*, 2005) soulignent le fait que ce type de galaxies pourrait correspondre à certaines S0 et montrent que la transition des résidus à disque vers le type elliptique s'effectue dans l'intervalle 1 :4.5 à 1 :3.

### Formation des bulbes et des disques

Lors d'un major merger, le taux de formation stellaire varie de manière importante dans le temps. (Tissera *et al.*, 2002) ont ainsi montré que l'interaction de deux disques pouvait mener à un premier épisode de formation stellaire durant la phase d'approche des progéniteurs, puis à un second épisode lors de la fusion proprement dite. Ces auteurs trouvent que l'efficacité du premier épisode de formation stellaire diminue avec la présence d'un bulbe. (Scannapieco et Tissera, 2003) ont ensuite montré que ce type d'interaction avait tendance à produire des bulbes typiques des galaxies spirales précoces. (Cox *et al.*, 2004) ont également montré que des chocs violents conduisaient à chauffer le gaz. Dans les régions les plus denses, le gaz ne peut pas se refroidir rapidement, ce qui permet au résidu de disposer d'un réservoir de gaz conduisant à une formation stellaire importante jusqu'à environ 1 Gyr après la fusion. Durant cette période, Cox *et al.* trouvent qu'environ 20% du gaz restant s'est refroidi et s'est condensé pour former un disque dans les régions centrales. D'autre part, les progrès dans la prise en compte de l'évolution du milieu interstellaire ont permis à (Springel *et al.*, 2005) de simuler une interaction entre disques riches en gaz, ce qui était jusque là impossible à réaliser. Leurs résultats montrent ainsi que le type morphologique du résidu dépend non seulement de la masse des progéniteurs mais aussi de la quantité de gaz contenue dans les progéniteurs : si celle-ci est faible, un major merger conduit à la formation d'une elliptique, alors que le cas inverse conduit à la formation d'un bulbe et d'un disque, et donc à une spirale de type précoce (figure 2.12).

### Interactions et activité nucléaire

Nous avons vu au chapitre 1 que la prise en compte de l'activité nucléaire dans le noyau (accrétion par le trou noir central) a récemment permis de nombreuses avancées : (Di Matteo *et al.*, 2005) ont pu montrer que le gaz alimentant le trou noir central pouvait être responsable d'une activité nucléaire de type quasar reproduisant les observations (Cirasuolo *et al.*, 2005; Hopkins *et al.*, 2005d; Hopkins *et al.*, 2005g; Hopkins *et al.*, 2005b; Hopkins *et al.*, 2005f; Hopkins *et al.*, 2005e; Hopkins *et al.*, 2005a; Hopkins *et al.*, 2005c). Dans les galaxies massives, l'énergie provenant du quasar et se déversant dans le milieu interstellaire pourrait expulser suffisamment de

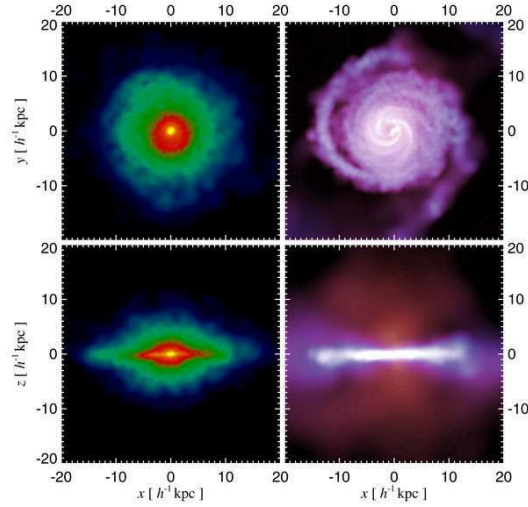


FIG. 2.12 – Formation d’une galaxie spirale à partir de progéniteurs riches en gaz, 1.96 Gyr après la fusion (Springel *et al.*, 2005). À gauche : distribution des étoiles. À droite : distribution du gaz. En haut : vue de dessus. En bas : vue de côté. Cette simulation montre qu’il est possible de former des galaxies spirales précoces à partir de la fusion de disques riches en gaz.

gaz pour quasiment stopper toute formation stellaire. Leur modèle explique comment des galaxies elliptiques massives peuvent se former et rougir suffisamment en 1 Gyr pour correspondre aux observations, et la corrélation existant entre la masse du trou noir central et la dispersion de vitesse des sphéroïdes (Ferrarese et Merritt, 2000; Gebhardt *et al.*, 2000; Tremaine *et al.*, 2002) : au moment où le gaz est expulsé, le trou noir cesse d’être alimenté. Ceci stoppe l’activité du quasar après une durée qui dépend de la masse de la galaxie : dans les galaxies les plus massives, la quantité de gaz disponible est plus grande, ce qui nécessite un trou noir plus massif pour que le quasar puisse expulser le gaz de la galaxie. Il existe donc une relation entre la masse du trou noir et la masse de la galaxie qui limite la masse stellaire du sphéroïde formé au cours de la fusion. Le feedback provenant de l’activité nucléaire régule la taille du sphéroïde formé et expulse une quantité de gaz non converti en étoiles, qui peut par la suite se refroidir et former un nouveau disque autour du sphéroïde formé. (Robertson *et al.*, 2005) ont montré que l’influence du trou noir central permettait ainsi à des galaxies à disque de se former à partir de la fusion à grand moment angulaire de deux disques riches en gaz.



## Taux d'interactions

Observationnellement, l'importance des major mergers entre galaxies peut être déterminée grâce à la statistique des paires de galaxies. Le principe consiste à compter le nombre de paires de galaxies dans le ciel et à déterminer un seuil au-delà duquel ces paires peuvent être considérées comme des progéniteurs de fusion. Toutes les études montrent que le nombre de major mergers augmente avec  $z$  sans toutefois pouvoir converger vers un résultat commun : (Le Fèvre *et al.*, 2000) trouvent une évolution en  $(1+z)^m$  avec  $m=2.7$  jusqu'à  $z=1$ , ce qui signifie qu'une galaxie comme la Voie Lactée ( $L_*$ ) aurait subi depuis  $z=1$  entre 0.8 et 1.8 fusions. (Patton *et al.*, 2002) trouvent  $m=2.3$  en tenant compte de la dynamique relative des galaxies et d'une évolution en luminosité des objets sélectionnés<sup>9</sup>. (Conselice *et al.*, 2003) trouvent  $m=2.5-3$  en fonction de la luminosité (en bande B) des objets. Des valeurs 2 à 3 fois plus faibles ont été trouvées par (Bundy *et al.*, 2004) dans l'infrarouge. Enfin, (Lin *et al.*, 2004) ont trouvé  $m=0.5$  en appliquant une correction en luminosité<sup>10</sup> (et  $m=1.6$  sans correction), ce qui implique qu'environ 10% des galaxies avec  $L_*$  auraient subi un major merger depuis  $z=1.2$ . Les différences entre ces résultats sont en grande partie attribuables aux critères utilisés pour compter puis convertir le nombre de paires en nombre de major mergers (correction de luminosité et critères de détection des paires). Récemment, (Conselice, 2005) a étendu ces comptages à  $z=3$ , montrant qu'une galaxie avec  $M_* > 10^{10} M_\odot$  à  $z \sim 3$  devait subir 4.4 major mergers à  $z > 1$ .

## 2.3 Scénarii de formation et d'évolution des galaxies

### 2.3.1 Downsizing ?

De nombreuses propriétés semblent subir deux régimes d'évolution selon la masse des galaxies (relation de Tully-Fisher, évolution des densités de SFR et de masse stellaire, SSFR, abondances, voir paragraphes précédents). Ceci suggère que les systèmes

---

<sup>9</sup>La raison couramment évoquée pour appliquer une telle correction est qu'elle permet d'utiliser un critère de sélection en magnitude uniforme quel que soit le redshift. L'idée sous-jacente chez (Patton *et al.*, 2002) est de comparer des échantillons de masses stellaires comparables à tous les redshifts. Or la magnitude utilisée ici est la magnitude B, qui est bien connue pour être peu représentative de la masse stellaire... En réalité, seule une sélection en masse *totale* aurait un sens puisqu'il s'agit du seul paramètre physique des objets régulant le processus de fusion.

<sup>10</sup>Là encore la correction est appliquée en bande B.

de fortes masses évoluent avant les systèmes de plus faible masse : cet effet évolutif est très souvent appelé “downsizing” pour souligner son caractère d’évolution anti-hiérarchique des structures *baryoniques* par rapport à l’évolution hiérarchique des halos de matière noire, ce qui peut paraître à première vue contradictoire. Comme nous l’avons déjà souligné au chapitre 1, cette contradiction n’en est pas une : la croissance des structures baryoniques est régie par deux principes : (1) le moteur principal de l’évolution des baryons est la gravitation et (2) la matière noire est le catalyseur de la formation des premières structures baryoniques. L’évolution hiérarchique des halos de matière noire n’implique pas *a priori* une évolution des structures baryoniques également de type hiérarchique.

En réalité l’évolution anti-hiérarchique des structures baryoniques est une conséquence tout à fait logique des points (1) et (2) évoqués ci-dessus : les premières fluctuations de matière baryonique à se condenser sont celles contenues dans les halos de matière noire les plus massifs, puisque ceux-ci servent de catalyseurs lors de la formation des premières structures baryoniques (voir chapitre 1). C’est donc dans ces halos que l’activité de formation stellaire va démarrer en premier, et les structures ainsi formées seront donc naturellement les premières à évoluer vers des systèmes dynamiquement chauds (galaxies précoces). A mesure que leur réservoir de gaz diminue, ces systèmes évoluent alors avec une activité de formation stellaire fortement réduite (“dry mergers”). Le paradoxe entre downsizing et évolution hiérarchique provient donc d’une certaine confusion dans la littérature entre l’évolution des *halos de matière noire* (de type hiérarchique) et des structures *baryoniques* (anti-hiérarchique).

L’effet de downsizing (donc bien réel) a été directement observé en premier par (Cowie *et al.*, 1996), qui ont étudié l’évolution de 254 galaxies dans l’espace redshift, masse (tracée par  $M_K$ ) et formation stellaire (tracée par  $EW_0([OII])$ ,  $EW_0(H_\alpha)$  ou  $U$ ). Cette étude les amena à la conclusion que la masse maximale des objets subissant une formation stellaire rapide décline depuis  $z \sim 1.6$  et que l’essentiel de la formation des galaxies se produit entre  $z=1.6$  et  $z=0.8$ . Le fait que les galaxies se forment aussi tardivement expliquerait l’évolution rapide des couleurs, alors que l’évolution différentielle en masse se traduit par un excès de galaxies faibles et bleues à  $z < 1$  (galaxies de faibles masses se formant en dernier). Ce type d’évolution est compatible avec l’absence d’évolution de la densité de galaxies elliptiques et de galaxies spirales de grande taille (Schade *et al.*, 1999; Lilly *et al.*, 1998). (Brinchmann et Ellis, 2000) ont ensuite inclus la morphologie des galaxies et montré que la densité de masse stellaire des galaxies spirales ne semble pas évoluer entre  $z=1$  et  $z=0$ , alors que celle des galaxies elliptiques augmente faiblement et que celle des galaxies irrégulières diminue fortement. (Bundy *et al.*, 2005) trouvent également que les morphologies

spirales et irrégulières dominant dans les galaxies de faible masse à tous les redshifts alors que la morphologie E/S0 domine dans les galaxies de forte masse, suggérant une extension morphologique du principe de downsizing : les galaxies se formant à grand  $z$  sont les galaxies de forte masse *et* de type elliptique. Ils trouvent également que les elliptiques dominent de plus en plus la population des galaxies massives vers les  $z$  décroissants, ce qui pourrait indiquer une évolution vers ce type morphologique (figure 2.13).

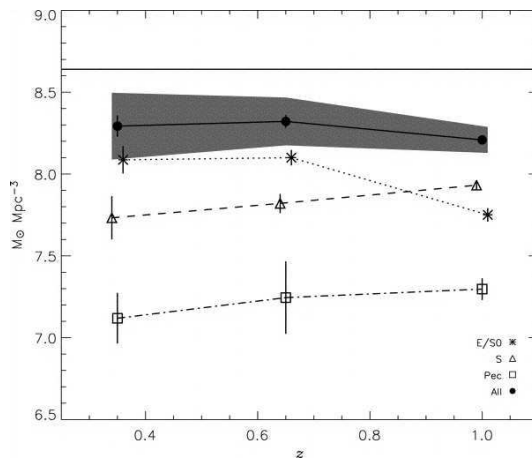


FIG. 2.13 – Evolution de la densité de masse stellaire des galaxies massives ( $M_* \geq 10^{11} M_{\odot}$ ) par type morphologique (Bundy *et al.*, 2005). La ligne horizontale indique la densité de masse stellaire locale et la zone grise l’incertitude liée à la variance cosmique.

Ces résultats observationnels ont conduit à ériger l’effet de downsizing comme véritable scénario de formation et d’évolution des galaxies, qui prédit que la population de galaxies se formant actuellement serait plutôt de type dE. Plusieurs difficultés apparaissent néanmoins lorsque l’on cherche à insérer ce scénario dans un cadre cosmologique. En effet les dE ne peuvent contribuer significativement à l’accroissement de la densité de masse stellaire depuis  $z=1$  puisque la majorité des étoiles sont aujourd’hui dans des structures sphéroïdales plus massives (elliptiques et bulbes des galaxies spirales, (Fukugita *et al.*, 1998) : ce scénario est donc en contradiction avec la fraction importante (30-50%) de masse stellaire formée depuis  $z=1$  ainsi qu’avec le déficit en métaux observé dans les galaxies à  $z>0.4$ . D’autres contradictions apparaissent également, mais elles reposent sur des résultats qui sont actuellement sujets de controverse, comme le fait que ce scénario prédit une évolution passive des galaxies spirales et elliptiques de masse intermédiaire, alors que la statistique des paires de galaxies (voir paragraphe 2.2.2) prédit plutôt que ces galaxies doivent subir des événements de type major mergers depuis  $z=1$ .

Il peut paraître ainsi très étonnant que le scénario de downsizing<sup>11</sup> soit en contradiction avec le cadre cosmologique alors que nous avons précédemment mentionné qu'il en était directement issu : la contradiction provient directement du fait que le scénario repose sur un estimateur biaisé de la formation stellaire (principalement la raie [OII] ou la luminosité UV, voir figure 2.7)<sup>12</sup> : (Hammer *et al.*, 2005a) et (Bell *et al.*, 2005) ont ainsi pu montrer, en utilisant un estimateur non biaisé de la formation stellaire (dans l'IR), que ce sont les galaxies de masse intermédiaire qui sont responsables de l'évolution de la densité de masse stellaire depuis  $z=1$ .

### 2.3.2 Evolution séculaire ou violente ?

Les processus d'accrétion externe de gaz et de fusion permettent de rendre compte de nombreuses propriétés des galaxies ; il est donc très probable que ces deux processus soient tous les deux des moteurs importants de l'évolution des galaxies : des simulations numériques ont montré que les propriétés des galaxies elliptiques étaient mieux reproduites par un scénario où celles-ci sont le produit de fusions successives entrecoupées de phase d'accrétion (Meza *et al.*, 2003). (Kobayashi, 2004) a également montré que les deux processus étaient requis pour reproduire numériquement les gradients de métallicité observés dans les galaxies elliptiques. Il est donc naturel de se demander quelle est l'importance relative de ces processus.

(Murali *et al.*, 2002) ont été les premiers à s'intéresser à l'importance relative de ces processus dans les galaxies  $L_*$ . Ils trouvent dans leurs simulations que l'accrétion de gaz domine la croissance en masse des galaxies par rapport au processus de fusion d'un facteur 4 à  $z=2$  et d'un facteur 2 à  $z=0$ . Ils trouvent également que le taux d'accrétion par fusion pique plus tard (à  $z=1$ ) que la quantité de masse accrétée par les galaxies (à  $z=2$ )<sup>13</sup> et que ce dernier est en bon accord avec le pic de formation stellaire dans leur simulation. Ces résultats sont confirmés par (Semelin et Combes, 2005), qui trouvent également que l'accrétion du gaz se fait plutôt de manière anisotrope par "bouffées", et dans le plan de la galaxie. Ces simulations ne tiennent toutefois pas compte de l'activité du noyau et du feedback associé qui pourrait conduire à surestimer les taux d'accrétion séculaire de gaz à bas  $z$  dans les galaxies les plus massives (et à l'effet inverse dans les moins massives).

---

<sup>11</sup>On distinguera bien dans la suite l'*effet* de downsizing, dont nous avons parlé plus haut, du *scénario* downsizing, construit sur ce principe et qui découle des observations.

<sup>12</sup>Il est d'ailleurs étonnant de constater que de nombreux auteurs continuent à négliger le rôle de la poussière et à défendre ce scénario (par exemple (Juneau *et al.*, 2005)).

<sup>13</sup>Il faut toutefois noter que leur pic est relativement mal défini : leur courbe (voir leur Figure 8) est tout-à-fait compatible avec un pallier à  $z<1$ , ce qui rend leurs prédictions peu robustes entre  $z=1$  et  $z=0$ .

(Kormendy et Kennicutt, 2004) ont proposé que le processus de fusion ait été dominant par le passé alors que celui d'évolution séculaire soit le processus dominant dans le futur, notre époque correspondant à une transition où les deux processus seraient tout aussi importants l'un que l'autre. Cette conclusion est fondée sur une comparaison des bulbes des galaxies spirales locales. Ces auteurs distinguent deux catégories de bulbes : les “vrais” bulbes, produits par une fusion, et les “pseudo-bulbes”, dûs à des effets de projection de structures centrales produites par une évolution séculaire (barres, disques nucléaires,...). Les premiers se retrouvent essentiellement dans les spirales de type précoce alors que les derniers correspondent aux spirales de type tardif (voir aussi les simulations N-corps de (Debattista *et al.*, 2004)). L'idée que l'importance relative des deux processus d'évolution soit fonction du type morphologique de la galaxie est également sous-jacent dans un certain nombre de résultats, comme par exemple dans le fait que les galaxies “lopsided” soient plus fréquentes dans les types tardifs que précoces (Matthews *et al.*, 1998), ou le fait que les rayons du disque et du bulbe dans les galaxies spirales tardives soit mieux corrélés avec les types tardifs (Courteau *et al.*, 1996; MacArthur *et al.*, 2003; Scannapieco et Tissera, 2003). Enfin, (Gadotti et dos Anjos, 2001) ont montré que les gradients radiaux de couleurs observés et la corrélation entre la couleur du bulbe et celle du disque dans 257 galaxies spirales de type tardif favorisaient une formation du bulbe par évolution séculaire dans ces objets.

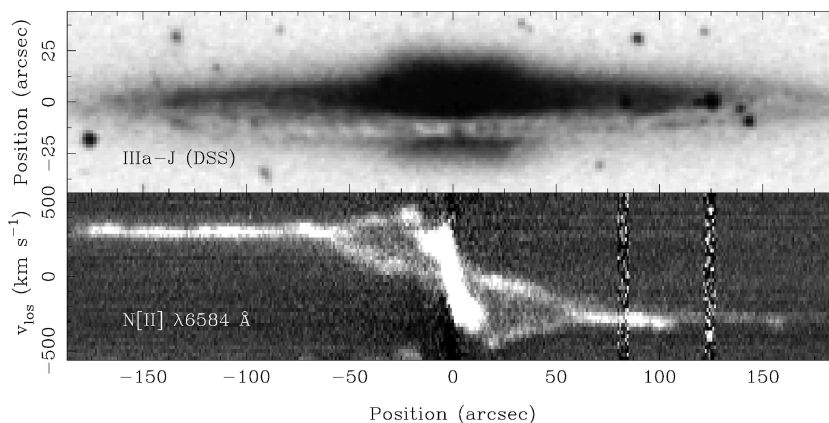


FIG. 2.14 – Pseudo-bulbe dans la galaxie Sb NGC5746 (Kormendy et Kennicutt, 2004). La figure du haut montre une vue de côté du bulbe de type “boîte”. La figure du bas montre le diagramme position-vitesse le long de l’axe principal de la galaxie dans la raie  $[NII]\lambda 6584\text{\AA}$  : la structure en “8” est interprétée comme la signature d’une barre (Bureau et Athanassoula, 1999).

Il semble donc se dégager que l'époque actuelle correspondrait à une époque de transition entre processus d'évolution de type violent et de type séculaire, même si les simulations numériques ne semblent pas encore capables d'appréhender le pro-

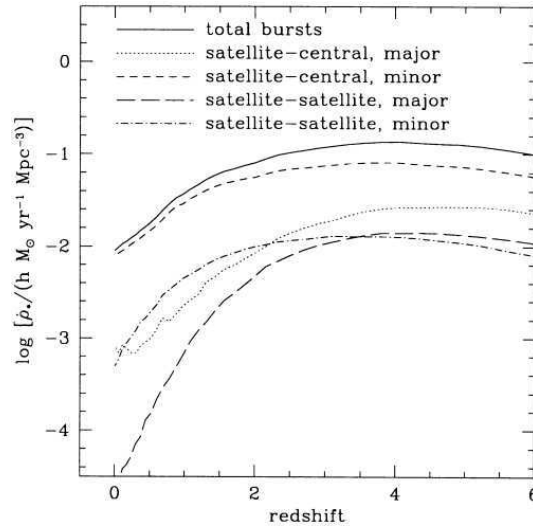


FIG. 2.15 – Contribution des différents types d’interaction au taux de formation stellaire dans un scénario de type “collisional starburst” (Somerville *et al.*, 2001). Cette figure montre que la principale contribution à tous les redshifts provient des interactions de type minor mergers.

blème dans sa globalité. Si cette hypothèse se révèle exacte, l’origine de la majorité des galaxies actuelles de la séquence de Hubble doit donc pouvoir s’expliquer dans le cadre d’un scénario où le moteur essentiel de l’évolution est de nature violente (fusions et/ou interactions).

### 2.3.3 Minor ou major mergers ?

(Somerville *et al.*, 2001) ont proposé un scénario appelé “collisional starburst”, où les galaxies évoluent principalement via des interactions de type minor mergers, car malgré leur plus faible impact sur les progéniteurs, ce type d’interactions se produit beaucoup plus fréquemment que celles de type major mergers (figure 2.15). Leurs simulations numériques (qui prennent en compte le rôle de la poussière en la traitant comme un paramètre libre ajusté en fonction des observations) permettent de rendre compte de la plupart des propriétés observées dans les LBGs : taux de formation stellaire, tailles, couleurs, dispersion de vitesses, densité comobile de LBGs en fonction de  $z$  et fonctions de luminosité à  $z=3$  et  $z=4$ .

Plusieurs contradictions sont apparues avec ce modèle au cours de comparaisons à plus bas redshifts. (Somerville *et al.*, 2004) ont ainsi montré que ce dernier sous-estimait le nombre d’EROs à  $z=1$  et le nombre d’objets dans le proche IR ( $K<22$ ) d’un facteur 3 à  $z \geq 1.7$ , puis d’un facteur 10 à  $z \geq 2$ . Les galaxies “manquées” par

ce modèle se révèlent être des galaxies à morphologies perturbées, ce qui suggère une sous-estimation du rôle joué par les major mergers. Ce dernier point est également, comme dans le scénario précédent, difficilement conciliable avec l'estimation du nombre de major mergers subis par les galaxies  $L_*$  depuis  $z=1$ . Enfin, la quantité de poussière déduite de l'ajustement du modèle aux observations dans l'UV ne permet pas de reproduire un certain nombre d'observations comme la population de LIRGs.

Si les minor mergers semblent donc capables d'avoir une certaine influence sur l'évolution des galaxies, les simulations numériques ne semblent pas capables de reproduire l'ensemble des observations à  $z < 1$  car celles-ci sous-estiment les taux élevés de formation stellaire dans les LIRGs et le rôle joué par la poussière. Il semble donc probable, en accord avec le taux relativement élevé de fusions à  $z < 1$  (voir plus haut), que les major mergers soient le moteur principal de l'évolution à  $z < 1$ .

### 2.3.4 Un scénario observationnel : “Spiral Rebuilding”

Ce scénario a été proposé par (Hammer *et al.*, 2005a) afin de concilier *par construction* les évolutions de la densité de formation stellaire dans l'UV et l'IR avec le taux de fusion observé. Leur scénario repose sur le fait que 15% des galaxies de masse intermédiaires avec  $M_B \leq -20$  à  $z > 0.4$  sont des LIRGs, celles-ci ayant des taux de formation stellaire permettant de rendre compte de la quasi-totalité de la masse stellaire formée depuis  $z=1$ . Ils montrent également que la formation stellaire dans cette population de LIRGs doit se produire de manière épisodique (voir aussi (Bell *et al.*, 2005)), autrement ces galaxies évolueraient vers des galaxies locales massives, ce qui produirait un excès de galaxies elliptiques massives à  $z=0$ ; or ces dernières évoluent très peu en densité numérique entre  $z=1$  et  $z=0.4$ . D'autre part, la densité numérique de galaxies spirales augmente alors que celle des galaxies irrégulières, compactes ou en interaction diminue. Leur conclusion est donc que cette population ne peut avoir évolué que vers les galaxies spirales locales de masse intermédiaire à-travers des phases successives de formation stellaire importante.

(Zheng *et al.*, 2004) ont montré que les LIRGs formaient une séquence dans le plan compacité-couleur centrale, depuis les LCGs (population dominant l'évolution de la luminosité dans l'UV) vers les grandes spirales dont la couleur centrale est typique des bulbes locaux. Cette séquence a servi de point de départ à (Hammer *et al.*, 2005a) pour un scénario d'évolution en 3 étapes (figure 2.16) :

- la phase d'interaction/fusion : au cours de cette phase, les disques des progéniteurs sont détruits alors que l'essentiel de la matière tombe vers le centre de

- masse du système en interaction, ce qui produit un pic de formation stellaire important relativement court dans le temps ;
- la phase compacte : le résidu d'interaction serait associé à la formation d'un bulbe, durant laquelle le taux de formation stellaire décroît doucement. Durant cette phase, la galaxie apparaît comme une LCG avec une couleur centrale bleue associée à la formation du bulbe ;
- la phase de reconstruction du disque : le gaz expulsé lors de l'interaction ou provenant du milieu inter-galactique est accrété par le résidu de l'interaction et reforme peu à peu un disque, provoquant un épisode de formation stellaire sur l'ensemble du disque en formation à un taux modéré.

Ce scénario est compatible avec toutes les observables à  $z < 1$  : évolution des densités de formation stellaire dans l'UV et l'IR (poussière), évolution de la masse et des métaux, évolution des types morphologiques et des couleurs centrales, ainsi qu'avec le taux de fusion observé.

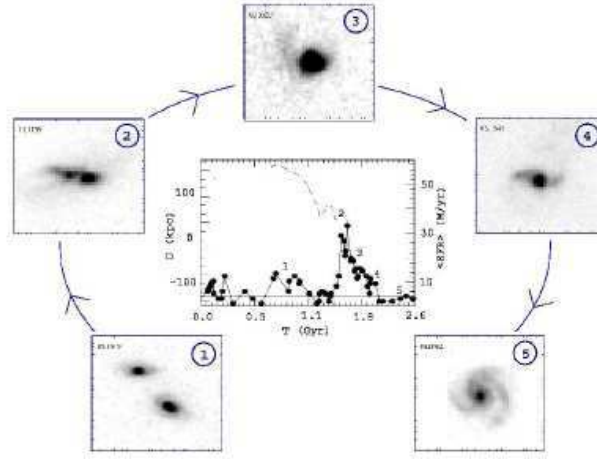


FIG. 2.16 – Illustration du scénario “spiral rebuilding” à partir de galaxies à  $z \sim 0.7$  (Hammer *et al.*, 2005b). (1) et (2) : interaction et fusion ; (3) et (4) : phase compacte ; (5) : reconstruction du disque. La variation du taux de formation stellaire provient de simulations numériques (Tissera *et al.*, 2002). D’après ce scénario, 75% des galaxies spirales locales auraient subi cette séquence d’évolution depuis  $z=1$ .

La principale incertitude de ce scénario réside dans l’estimation du taux de major mergers entre  $z=1$  et  $z=0$ . Pour ajuster au mieux les densités des différents types morphologiques, (Hammer *et al.*, 2005a) prédisent que 75% ( $\pm 25\%$ ) des galaxies ont dû subir un major merger depuis  $z=1$ . Les 25% de galaxies restantes correspondraient ainsi aux galaxies qui n’ont pas subi une telle interaction. Cette fraction correspond précisément à la fraction locale de spirale de type tardif ( $\sim 20\%$ ), population dont beaucoup d’indices laissent supposer que leur évolution a été justement de type



séculaire (voir paragraphe 2.3.2). Toutefois, l'estimation du taux et de l'importance des major mergers fait encore débat ((Bell *et al.*, 2005) ; voir aussi paragraphe 2.2.2) et ce scénario pourrait sous-estimer l'impact des minor mergers. Or ceux-ci peuvent également conduire à une évolution significative (voir paragraphe 2.3.3) : si le taux de fusion observé se révèle être inférieur à la valeur requise (conduisant à moins de  $\sim 75\%$  de galaxies subissant un major merger depuis  $z=1$ ), il est possible que les interactions de type minor mergers puissent “combler” l'écart séparant le taux observé du taux prédit par le scénario. Enfin, l'influence de l'environnement est encore peu connue : (Melbourne *et al.*, 2005) ont récemment établi que la fraction de LIRGs ayant une morphologie spirale augmente avec le redshift, ce qui peut s'expliquer par une diminution de la quantité de gaz disponible dans le milieu intergalactique pour reformer un disque. Dans sa version actuelle, le scénario de (Hammer *et al.*, 2005a) permet de prédire les proportions relatives des major mergers (45%), minor mergers (22%) et accrétion du gaz (36%) comme mécanismes responsables de l'évolution de la densité de formation stellaire (IR) à  $z < 1$ . Ces proportions relatives constituent les deux seuls paramètres libres de ce scénario.

Enfin, ce scénario suggère un lien étroit entre la formation et l'activité centrale des galaxies : au cours des major mergers, de grandes quantités de gaz sont conduites vers le centre des galaxies où celles-ci peuvent rendre actif un noyau. Plusieurs simulations numériques ont entre temps mis en évidence ce lien via l'accrétion de gaz par un trou noir central. Ces simulations ont montré comment des galaxies elliptiques pouvaient également se former par major mergers à des redshifts plus bas que ceux habituellement attribués à la formation de ces objets (voir chapitre 1). Ce scénario fournit donc un cadre compatible avec les observations et explique la formation de la plupart des galaxies constituant la séquence de Hubble locale.

### 2.3.5 Tests observationnels : apport de la dynamique

La figure 2.17 compare les différents scénarii aux propriétés évolutives des galaxies détaillées dans les paragraphes précédents : le scénario de type “Spiral Rebuilding” est actuellement le cadre le plus complet expliquant la formation et l'évolution des galaxies à  $z < 1$ . Comment peut-on tester ce scénario ?

Un test important consiste à établir les fractions de galaxies subissant des major/minor mergers, des interactions ou des accrétions de gaz depuis  $z=1$ . La morphologie a permis une première estimation du taux de fusion des galaxies à partir de la statistique des paires de galaxies (troisième ligne du tableau de la figure 2.17), mais comme il a été souligné à plusieurs reprises, cette dernière est sujette à controverse,

Scenario Evolution	Galactic downsizing (BE2000; Cowie et al, 1996)	Spiral rebuilding (Our scenario)	Collisional starbursts (Somerville et al 2001)
Mass growth	—	😊	😊
L-Z (O/H)	—	😊	😊
Pair statistics	😞	😊	?
IR light evol.	?	😊	—
# density E/S0	😊	😊	😊
# density Sp	😊	😊	😊
# density of Pec.	?	😊	—
Sp core colours	—	😊	—

FIG. 2.17 – Confrontation des différents scénarii de formation et d'évolution des galaxies (d'après F. Hammer) face aux propriétés évolutives des galaxies.

en grande partie parce que la morphologie n'est, *a priori*, pas un traceur direct de ces processus d'évolution. En revanche, ces processus d'interaction ont des temps caractéristiques et des signatures cinématiques bien distinctes : par exemple un major merger détruit les disques des progéniteurs, ce qui n'est pas le cas lors d'un minor merger. D'autre part, les processus d'évolution séculaires (accrétion de gaz et de satellites) laissent des traces dans la cinématique d'une galaxie peu visibles après une fraction de Gyr (par exemple : (Athanassoula, 2005)). La cinématique apparaît donc logiquement comme le traceur idéal de l'état d'interaction des galaxies.

Un autre test important consiste à tester directement l'évolution dynamique des disques. De ce point de vue, la relation de Tully-Fisher semble être un cadre idéal (voir chapitre 4). En bande K, cette relation relie la masse stellaire ( $M_K$ ) à la masse dynamique totale ( $V_{rot}$ ). Par exemple dans une évolution de type "downsizing", un changement de pente est attendu en bande K, les galaxies les moins massives formant une grande quantité d'étoiles à des  $z$  plus petits que les galaxies les plus massives (voir paragraphe 2.1.2). Cette étude devrait permettre d'ajouter une nouvelle ligne au tableau de la figure 2.17.

Enfin, ce scénario prédit qu'une fraction importante de LCGs et de LIRGs doit être des systèmes hors équilibre. L'obtention de cartes cinématiques pour ces deux populations permettra de tester leur état dynamique.

Cette thèse propose de suivre ces différentes directions grâce au nouvel instrument FLAMES/GIRAFFE installé au VLT.

## Bibliographie

- ABADI M.G., NAVARRO J.F., STEINMETZ M., et EKE V.R. Simulations of Galaxy Formation in a  $\Lambda$  Cold Dark Matter Universe. II. The Fine Structure of Simulated Galactic Disks. *ApJ*, 597, 21 2003.
- ABRAHAM R.G. Quantifying Morphological Evolution from Low to High Redshifts. *Ap&SS*, 269, 323 1999.
- ABRAHAM R.G., TANVIR N.R., SANTIAGO B.X., ELLIS R.S., GLAZEBROOK K., et VAN DEN BERGH S. Galaxy morphology to I=25 mag in the Hubble Deep Field. *MNRAS*, 279, L47 1996.
- ATHANASSOULA E. The existence and shapes of dust lanes in galactic bars. *MNRAS*, 259, 345 1992.
- ATHANASSOULA E. On the nature of bulges in general and of box/peanut bulges in particular : input from N-body simulations. *MNRAS*, 358, 1477 2005.
- BARNES J.E. Encounters of disk/halo galaxies. *ApJ*, 331, 699 1988.
- BARNES J.E. et HERNQUIST L. Dynamics of interacting galaxies. *ARA&A*, 30, 705 1992.
- BARNES J.E. et HERNQUIST L. Transformations of Galaxies. II. Gasdynamics in Merging Disk Galaxies. *ApJ*, 471, 115 1996.
- BARNES J.E. et HERNQUIST L.E. Fueling starburst galaxies with gas-rich mergers. *ApJ*, 370, L65 1991.
- BAUER A.E., DRORY N., HILL G.J., et FEULNER G. Specific Star Formation Rates to Redshift 1.5. *ApJ*, 621, L89 2005.
- BELL E.F., PAPOVICH C., WOLF C., LE FLOC'H E., CALDWELL J.A.R., BARDEN M., EGAMI E., MCINTOSH D.H., MEISENHEIMER K., PÉREZ-GONZÁLEZ P.G., RIEKE G.H., RIEKE M.J., RIGBY J.R., et RIX H.W. Toward an Understanding of the Rapid Decline of the Cosmic Star Formation Rate. *ApJ*, 625, 23 2005.
- BERENTZEN I., ATHANASSOULA E., HELLER C.H., et FRICKE K.J. Numerical simulations of interacting gas-rich barred galaxies : vertical impact of small companions. *MNRAS*, 341, 343 2003.
- BERTOLA F., BUSON L.M., et ZEILINGER W.W. The external origin of the gas in S0 galaxies. *ApJ*, 401, L79 1992.
- BINNEY J. WARPS. *ARA&A*, 30, 51 1992.
- BLOCK D.L., BOURNAUD F., COMBES F., PUERARI I., et BUTA R. Gravitational torques in spiral galaxies : Gas accretion as a driving mechanism of galactic evolution. *A&A*, 394, L35 2002.
- BÖHM A., ZIEGLER B.L., SAGLIA R.P., BENDER R., FRICKE K.J., GABASCH A., HEIDT J., MEHLERT D., NOLL S., et SEITZ S. The Tully-Fisher relation at intermediate redshift. *A&A*, 420, 97 2004.
- BOURNAUD F. et COMBES F. Gas accretion on spiral galaxies : Bar formation and renewal. *A&A*, 392, 83 2002.

- BOURNAUD F. et COMBES F. Formation of polar ring galaxies. *A&A*, 401, 817 2003.
- BOURNAUD F., COMBES F., et JOG C.J. Unequal-mass galaxy merger remnants : Spiral-like morphology but elliptical-like kinematics. *A&A*, 418, L27 2004.
- BOURNAUD F., COMBES F., et SEMELIN B. The lifetime of galactic bars : central mass concentrations and gravity torques. *MNRAS*, L89+ 2005.
- BOUWENS R. et SILK J. Models of Disk Evolution : Confrontation with Observations. *ApJ*, 568, 522 2002.
- BOUWENS R.J., ILLINGWORTH G.D., BLAKESLEE J.P., BROADHURST T.J., et FRANX M. Galaxy Size Evolution at High Redshift and Surface Brightness Selection Effects : Constraints from the Hubble Ultra Deep Field. *ApJ*, 611, L1 2004.
- BRINCHMANN J., ABRAHAM R., SCHADE D., TRESSE L., ELLIS R.S., LILLY S., LE FEVRE O., GLAZEBROOK K., HAMMER F., COLLESS M., CRAMPTON D., et BROADHURST T. Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. I. Morphological Properties. *ApJ*, 499, 112 1998.
- BRINCHMANN J. et ELLIS R.S. The Mass Assembly and Star Formation Characteristics of Field Galaxies of Known Morphology. *ApJ*, 536, L77 2000.
- BUNDY K., ELLIS R.S., et CONSELICE C.J. The Mass Assembly Histories of Galaxies of Various Morphologies in the GOODS Fields. *ApJ*, 625, 621 2005.
- BUNDY K., FUKUGITA M., ELLIS R.S., KODAMA T., et CONSELICE C.J. A Slow Merger History of Field Galaxies since  $z \sim 1$ . *ApJ*, 601, L123 2004.
- BUREAU M. et ATHANASSOULA E. Bar Diagnostics in Edge-on Spiral Galaxies. I. The Periodic Orbits Approach. *ApJ*, 522, 686 1999.
- CHARY R. et ELBAZ D. Interpreting the Cosmic Infrared Background : Constraints on the Evolution of the Dust-enshrouded Star Formation Rate. *ApJ*, 556, 562 2001.
- CIRASUOLO M., SHANKAR F., GRANATO G.L., DE ZOTTI G., et DANESE L. Dynamical and Photometric Imprints of Feedback Processes on the Formation and Evolution of E/S0 Galaxies. *ApJ*, 629, 816 2005.
- COHEN J.G. Caltech Faint Galaxy Redshift Survey. XVI. The Luminosity Function for Galaxies in the Region of the Hubble Deep Field-North to  $z=1.5$ . *ApJ*, 567, 672 2002.
- COLLESS M., SCHADE D., BROADHURST T.J., et ELLIS R.S. High Resolution Imaging of Faint Blue Galaxies. *MNRAS*, 267, 1108 1994.
- COMBES F. Secular Evolution of Galaxies. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- COMBES F., DEBBASCH F., FRIEDLI D., et PFENNIGER D. Box and peanut shapes generated by stellar bars. *A&A*, 233, 82 1990.
- CONDON J.J. The 1.4 gigahertz luminosity function and its evolution. *ApJ*, 338, 13 1989.
- CONSELICE C.J. Early and Rapid Merging as a Formation Mechanism of Massive Galaxies : Empirical Constraints. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- CONSELICE C.J., BUNDY K., ELLIS R.S., BRINCHMANN J., VOGT N.P., et PHILLIPS A.C. Evolution of the Near-Infrared Tully-Fisher Relation : Constraints on the Relationship between the Stellar and Total Masses of Disk Galaxies since  $z \sim 1$ . *ApJ*, 628, 160 2005.
- CONSELICE C.J., CHAPMAN S.C., et WINDHORST R.A. Evidence for a Major Merger Origin of High-Redshift Submillimeter Galaxies. *ApJ*, 596, L5 2003.

- COURTEAU S., DE JONG R.S., et BROEILS A.H. Evidence for Secular Evolution in Late-Type Spirals. *ApJ*, 457, L73+ 1996.
- COWIE L.L., SONGAILA A., HU E.M., et COHEN J.G. New Insight on Galaxy Formation and Evolution From Keck Spectroscopy of the Hawaii Deep Fields. *AJ*, 112, 839 1996.
- COX T.J., JONSSON P., PRIMACK J.R., et SOMERVILLE R.S. The effects of feedback in simulations of disk-galaxy major mergers. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- COX T.J., PRIMACK J., JONSSON P., et SOMERVILLE R.S. Generating Hot Gas in Simulations of Disk-Galaxy Major Mergers. *ApJ*, 607, L87 2004.
- DEBATTISTA V.P., CAROLLO C.M., MAYER L., et MOORE B. Bulges or Bars from Secular Evolution? *ApJ*, 604, L93 2004.
- DI MATTEO T., SPRINGEL V., et HERNQUIST L. Energy input from quasars regulates the growth and activity of black holes and their host galaxies. *Nature*, 433, 604 2005.
- DICKINSON M., PAPOVICH C., FERGUSON H.C., et BUDAVÁRI T. The Evolution of the Global Stellar Mass Density at  $0 < z < 3$ . *ApJ*, 587, 25 2003.
- DRESSLER A. Galaxy morphology in rich clusters - Implications for the formation and evolution of galaxies. *ApJ*, 236, 351 1980.
- DRESSLER A., OEMLER A.J., COUCH W.J., SMAIL I., ELLIS R.S., BARGER A., BUTCHER H., POGGIANTI B.M., et SHARPLES R.M. Evolution since  $Z = 0.5$  of the Morphology-Density Relation for Clusters of Galaxies. *ApJ*, 490, 577 1997.
- DRIVER S.P., WINDHORST R.A., OSTRANDER E.J., KEEL W.C., GRIFFITHS R.E., et RATNATUNGA K.U. The Morphological Mix of Field Galaxies to  $M_I = 24.25$  mag (b J approximately 26 mag) from a Deep Hubble Space Telescope WFPC2 Image. *ApJ*, 449, L23+ 1995.
- DRORY N., BENDER R., FEULNER G., HOPP U., MARASTON C., SNIGULA J., et HILL G.J. The Munich Near-Infrared Cluster Survey (MUNICS). VI. The Stellar Masses of K-Band-selected Field Galaxies to  $z$  1.2. *ApJ*, 608, 742 2004.
- DRORY N., SALVATO M., GABASCH A., BENDER R., HOPP U., FEULNER G., et PANNELLA M. The Stellar Mass Function of Galaxies to  $z$  5 in the FORS Deep and GOODS-South Fields. *ApJ*, 619, L131 2005.
- ELBAZ D. et CESARSKY C.J. A Fossil Record of Galaxy Encounters. *Science*, 300, 270 2003.
- ELBAZ D., CESARSKY C.J., CHANIAL P., AUSSEL H., FRANCESCHINI A., FADDA D., et CHARY R.R. The bulk of the cosmic infrared background resolved by ISOCAM. *A&A*, 384, 848 2002.
- ELBAZ D., CESARSKY C.J., FADDA D., AUSSEL H., DÉSSERT F.X., FRANCESCHINI A., FLORES H., HARWIT M., PUGET J.L., STARCK J.L., CLEMENTS D.L., DANESI L., KOO D.C., et MANDOLESI R. Source counts from the 15 mu m ISOCAM Deep Surveys. *A&A*, 351, L37 1999.
- ELLIS R.S., ABRAHAM R.G., et DICKINSON M. The Relative Star Formation Histories of Spiral Bulges and Elliptical Galaxies in the Hubble Deep Fields. *ApJ*, 551, 111 2001.
- ESKRIDGE P.B., FROGEL J.A., POGGE R.W., QUILLEN A.C., DAVIES R.L., DEPOY D.L., HODASHELT M.L., KUCHINSKI L.E., RAMÍREZ S.V., SELLGREN K., TERNDROP D.M., et TIEDE G.P. The Frequency of Barred Spiral Galaxies in the Near-Infrared. *AJ*, 119, 536 2000.
- FADDA D., FLORES H., HASINGER G., FRANCESCHINI A., ALTIERI B., CESARSKY C.J., ELBAZ D., et FERRANDO P. The AGN contribution to mid-infrared surveys. X-ray counterparts of the mid-IR sources in the Lockman Hole and HDF-N. *A&A*, 383, 838 2002.

- FERGUSON H.C., DICKINSON M., GIAVALISCO M., KRETCHMER C., RAVINDRANATH S., IDZI R., TAYLOR E., CONSELICE C.J., FALL S.M., GARDNER J.P., LIVIO M., MADAU P., MOUSTAKAS L.A., PAPOVICH C.M., SOMERVILLE R.S., SPINRAD H., et STERN D. The Size Evolution of High-Redshift Galaxies. *ApJ*, 600, L107 2004.
- FERRARESE L. et MERRITT D. A Fundamental Relation between Supermassive Black Holes and Their Host Galaxies. *ApJ*, 539, L9 2000.
- FEULNER G., GORANOVA Y., DRORY N., HOPP U., et BENDER R. The connection between star formation and stellar mass : specific star formation rates to redshift one. *MNRAS*, 358, L1 2005.
- FLORES H., HAMMER F., THUAN T.X., CÉSARSKY C., DESERT F.X., OMONT A., LILLY S.J., EALES S., CRAMPTON D., et LE FÈVRE O. 15 Micron Infrared Space Observatory Observations of the 1415+52 Canada-France Redshift Survey Field : The Cosmic Star Formation Rate as Derived from Deep Ultraviolet, Optical, Mid-Infrared, and Radio Photometry. *ApJ*, 517, 148 1999.
- FONTANA A., POZZETTI L., DONNARUMMA I., RENZINI A., CIMATTI A., ZAMORANI G., MENCINI N., DADDI E., GIALONGO E., MIGNOLI M., PERNA C., SALIMBENI S., SARACCO P., BROADHURST T., CRISTIANI S., D'ODORICO S., et GILMOZZI R. The K20 survey. VI. The distribution of the stellar masses in galaxies up to  $z = 2$ . *A&A*, 424, 23 2004.
- FUKUGITA M., HOGAN C.J., et PEEBLES P.J.E. The Cosmic Baryon Budget. *ApJ*, 503, 518 1998.
- GABASCH A., SALVATO M., SAGLIA R.P., BENDER R., HOPP U., SEITZ S., FEULNER G., PANNELLA M., DRORY N., SCHIRMER M., et ERBEN T. The Star Formation Rate History in the FORS Deep and GOODS-South Fields. *ApJ*, 616, L83 2004.
- GADOTTI D.A. et DOS ANJOS S. Homogenization of the Stellar Population along Late-Type Spiral Galaxies. *AJ*, 122, 1298 2001.
- GARCÍA-RUIZ I., SANCISI R., et KUIJKEN K. Neutral hydrogen and optical observations of edge-on galaxies : Hunting for warps. *A&A*, 394, 769 2002.
- GARNETT D.R. The Luminosity-Metallicity Relation, Effective Yields, and Metal Loss in Spiral and Irregular Galaxies. *ApJ*, 581, 1019 2002.
- GEBHARDT K., BENDER R., BOWER G., DRESSLER A., FABER S.M., FILIPPENKO A.V., GREEN R., GRILLMAIR C., HO L.C., KORMENDY J., LAUER T.R., MAGORRIAN J., PINKNEY J., RICHSTONE D., et TREMAINE S. A Relationship between Nuclear Black Hole Mass and Galaxy Velocity Dispersion. *ApJ*, 539, L13 2000.
- GERRITSEN J.P.E. et ICKE V. Star formation in N-body simulations. I. The impact of the stellar ultraviolet radiation on star formation. *A&A*, 325, 972 1997.
- GLAZEBROOK K., ABRAHAM R.G., MCCARTHY P.J., SAVAGLIO S., CHEN H.W., CRAMPTON D., MUROWINSKI R., JØRGENSEN I., ROTH K., HOOK I., MARZKE R.O., et CARLBERG R.G. A high abundance of massive galaxies 3-6 billion years after the Big Bang. *Nature*, 430, 181 2004.
- GLAZEBROOK K., BLAKE C., ECONOMOU F., LILLY S., et COLLESS M. Measurement of the star formation rate from  $H\alpha$  in field galaxies at  $z=1$ . *MNRAS*, 306, 843 1999.
- GLAZEBROOK K., ELLIS R., SANTIAGO B., et GRIFFITHS R. The morphological identification of the rapidly evolving population of faint galaxies. *MNRAS*, 275, L19 1995.
- GUZMAN R., GALLEGO J., KOO D.C., PHILLIPS A.C., LOWENTHAL J.D., FABER S.M., ILLINGWORTH G.D., et VOGT N.P. The Nature of Compact Galaxies in the Hubble Deep Field.

- II. Spectroscopic Properties and Implications for the Evolution of the Star Formation Rate Density of the Universe. *ApJ*, 489, 559 1997.
- HAAS M., CHINI R., et KLAAS U. Exceptional H<sub>2</sub> emission in the Antennae galaxies : Pre-starburst shocks from the galaxy collision. *A&A*, 433, L17 2005.
- HAMMER F., FLORES H., ELBAZ D., ZHENG X.Z., LIANG Y.C., et CESARSKY C. Did most present-day spirals form during the last 8 Gyr?. A formation history with violent episodes revealed by panchromatic observations. *A&A*, 430, 115 2005a.
- HAMMER F., FLORES H., ZHENG X., et LIANG Y. A recent rebuilding of most spirals? Dans *ASSL Vol. 329 : Starbursts : From 30 Doradus to Lyman Break Galaxies*, 273–+ 2005b.
- HAMMER F., GRUEL N., THUAN T.X., FLORES H., et INFANTE L. Luminous Compact Galaxies at Intermediate Redshifts : Progenitors of Bulges of Massive Spirals? *ApJ*, 550, 570 2001.
- HAYNES M.P., GIOVANELLI R., CHAMARAUX P., DA COSTA L.N., FREUDLING W., SALZER J.J., et WEGNER G. The I-Band Tully-Fisher Relation for SC Galaxies : 21 Centimeter H I Line Data. *AJ*, 117, 2039 1999.
- HEAVENS A., PANTER B., JIMENEZ R., et DUNLOP J. The star-formation history of the Universe from the stellar populations of nearby galaxies. *Nature*, 428, 625 2004.
- HERNQUIST L. Tidal triggering of starbursts and nuclear activity in galaxies. *Nature*, 340, 687 1989.
- HERNQUIST L. Structure of merger remnants. I - Bulgeless progenitors. *ApJ*, 400, 460 1992.
- HERNQUIST L. et MIHOS J.C. Excitation of Activity in Galaxies by Minor Mergers. *ApJ*, 448, 41 1995.
- HOGG D.W. A meta-analysis of cosmic star-formation history. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2001.
- HOPKINS A.M. On the Evolution of Star-forming Galaxies. *ApJ*, 615, 209 2004.
- HOPKINS A.M., IRWIN M.J., et CONNOLLY A.J. Global Star Formation History : A Local Group Perspective. *ApJ*, 558, L31 2001.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., MARTINI P., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. Black Holes in Galaxy Mergers : Evolution of Quasars. *ApJ*, 630, 705 2005a.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. A Unified, Merger-Driven Model for the Origin of Starbursts, Quasars, the Cosmic X-Ray Background, Supermassive Black Holes and Galaxy Spheroids. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005b.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. Luminosity-dependent Quasar Lifetimes : A New Interpretation of the Quasar Luminosity Function. *ApJ*, 630, 716 2005c.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. Luminosity-Dependent Quasar Lifetimes : Reconciling the Optical and X-ray Quasar Luminosity Functions. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005d.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., DI MATTEO T., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. The Evolution in the Faint-End Slope of the Quasar Luminosity Function. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005e.
- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., COX T.J., ROBERTSON B., et SPRINGEL V. Determining the Properties and Evolution of Red Galaxies from the Quasar Luminosity Function. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005f.

- HOPKINS P.F., HERNQUIST L., MARTINI P., COX T.J., ROBERTSON B., DI MATTEO T., et SPRINGEL V. A Physical Model for the Origin of Quasar Lifetimes. *ApJ*, 625, L71 2005g.
- JANSEN R.A., FRANX M., et FABRICANT D. [O II] As a Tracer of Current Star Formation. *ApJ*, 551, 825 2001.
- JIANG I.G. et BINNEY J. WARPS and cosmic infall. *MNRAS*, 303, L7 1999.
- JOGEE S., BARAZZA F.D., RIX H.W., SHLOSMA I., BARDEN M., WOLF C., DAVIES J., HEYER I., BECKWITH S.V.W., BELL E.F., BORCH A., CALDWELL J.A.R., CONSELICE C.J., DAHLEN T., HÄUSSLER B., HEYMANS C., JAHNKE K., KNAPEN J.H., LAINE S., LUBELL G.M., MOBASHER B., MCINTOSH D.H., MEISENHEIMER K., PENG C.Y., RAVINDRANATH S., SANCHEZ S.F., SOMERVILLE R.S., et WISOTZKI L. Bar Evolution over the Last 8 Billion Years : A Constant Fraction of Strong Bars in the GEMS Survey. *ApJ*, 615, L105 2004.
- JONSSON P., COX T.J., PRIMACK J.R., et SOMERVILLE R.S. Simulations of Dust in Interacting Galaxies I : Dust Attenuation. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- JUNEAU S., GLAZEBROOK K., CRAMPTON D., MCCARTHY P.J., SAVAGLIO S., ABRAHAM R., CARLBERG R.G., CHEN H.W., LE BORGNE D., MARZKE R.O., ROTH K., JØRGENSEN I., HOOK I., et MUROWINSKI R. Cosmic Star Formation History and Its Dependence on Galaxy Stellar Mass. *ApJ*, 619, L135 2005.
- KANNAPPAN S.J., FABRICANT D.G., et FRANX M. Physical Sources of Scatter in the Tully-Fisher Relation. *AJ*, 123, 2358 2002.
- KAPFERER W., KNAPP A., SCHINDLER S., KIMESWENGER S., et VAN KAMPEN E. Star formation rates and mass distributions in interacting galaxies. *A&A*, 438, 87 2005.
- KENNICUTT R.C. The integrated spectra of nearby galaxies - General properties and emission-line spectra. *ApJ*, 388, 310 1992.
- KENNICUTT R.C. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. *ARA&A*, 36, 189 1998.
- KHOCHFAR S. et BURKERT A. On the origin of isophotal shapes in elliptical galaxies. *MNRAS*, 359, 1379 2005.
- KOBAYASHI C. Chemodynamical Evolution of Elliptical Galaxies : Metallicity Gradients and Scaling Relations. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 21, 183 2004.
- KOBULNICKY H.A., KENNICUTT R.C., et PIZAGNO J.L. On Measuring Nebular Chemical Abundances in Distant Galaxies Using Global Emission-Line Spectra. *ApJ*, 514, 544 1999.
- KOBULNICKY H.A. et KEWLEY L.J. Metallicities of  $0.3 < z < 1.0$  Galaxies in the GOODS-North Field. *ApJ*, 617, 240 2004.
- KOBULNICKY H.A., WILLMER C.N.A., PHILLIPS A.C., KOO D.C., FABER S.M., WEINER B.J., SARAJEDINI V.L., SIMARD L., et VOGT N.P. The DEEP Groth Strip Survey. VII. The Metallicity of Field Galaxies at  $0.26 < z < 0.82$  and the Evolution of the Luminosity-Metallicity Relation. *ApJ*, 599, 1006 2003.
- KOO D.C., GUZMAN R., FABER S.M., ILLINGWORTH G.D., BERSHADY M.A., KRON R.G., et TAKAMIYA M. High-resolution spectra of distant compact narrow emission line galaxies : Progenitors of spheroidal galaxies. *ApJ*, 440, L49 1995.
- KOO D.C., SIMARD L., WILLMER C.N.A., GEBHARDT K., BOUWENS R.J., KAUFFMANN G., CROSBY T., FABER S.M., HARKER J., SARAJEDINI V.L., VOGT N.P., WEINER B.J., PHILLIPS A.J., IM M., et WU K.L. The DEEP Groth Strip Survey. VIII. The Evolution of Luminous Field Bulges at Redshift  $z \sim 1$ . *ApJS*, 157, 175 2005.



- KORMENDY J. et KENNICUTT R.C. Secular Evolution and the Formation of Pseudobulges in Disk Galaxies. *ARA&A*, 42, 603 2004.
- KROUPA P. On the variation of the initial mass function. *MNRAS*, 322, 231 2001.
- KROUPA P. et WEIDNER C. Galactic-Field Initial Mass Functions of Massive Stars. *ApJ*, 598, 1076 2003.
- LABBÉ I., FRANX M., RUDNICK G., SCHREIBER N.M.F., RIX H.W., MOORWOOD A., VAN DOKKUM P.G., VAN DER WERF P., RÖTTGERING H., VAN STARKENBURG L., VAN DE WEL A., KUIJKEN K., et DADDI E. Ultradeep Near-Infrared ISAAC Observations of the Hubble Deep Field South : Observations, Reduction, Multicolor Catalog, and Photometric Redshifts. *AJ*, 125, 1107 2003.
- LAGACHE G., PUGET J.L., et DOLE H. Dusty infrared galaxies : sources of the cosmic infrared background. *ARA&A*, 43, 727 2005.
- LE BORGNE D., ABRAHAM R., DANIEL K., MCCARTHY P., GLAZEBROOK K., SAVAGLIO S., CRAMPTON D., JUNEAU S., CARLBERG R., CHEN H.W., MARZKE R.O., ROTH K., JORGENSEN I., et MUROWINSKI R. Gemini Deep Deep Survey VI : Massive post-starburst galaxies at  $z=1$ . *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- LE FÈVRE O., ABRAHAM R., LILLY S.J., ELLIS R.S., BRINCHMANN J., SCHADE D., TRESSE L., COLLESS M., CRAMPTON D., GLAZEBROOK K., HAMMER F., et BROADHURST T. Hubble Space Telescope imaging of the CFRS and LDSS redshift surveys - IV. Influence of mergers in the evolution of faint field galaxies from  $z \sim 1$ . *MNRAS*, 311, 565 2000.
- LE FLOC'H E., PAPOVICH C., DOLE H., BELL E.F., LAGACHE G., RIEKE G.H., EGAMI E., PÉREZ-GONZÁLEZ P.G., ALONSO-HERRERO A., RIEKE M.J., BLAYLOCK M., ENGELBRACHT C.W., GORDON K.D., HINES D.C., MISSELT K.A., MORRISON J.E., et MOULD J. Infrared Luminosity Functions from the Chandra Deep Field-South : The Spitzer View on the History of Dusty Star Formation at  $0 < z < 1$ . *ApJ*, 632, 169 2005.
- LEQUEUX J., PEIMBERT M., RAYO J.F., SERRANO A., et TORRES-PEIMBERT S. Chemical composition and evolution of irregular and blue compact galaxies. *A&A*, 80, 155 1979.
- LIANG Y.C., HAMMER F., et FLORES H. Significant evolution of the stellar mass-metallicity relation since  $z = 0.65$ . *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- LIANG Y.C., HAMMER F., FLORES H., ELBAZ D., MARCILLAC D., et CESARSKY C.J. The Luminosity-Metallicity relation of distant luminous infrared galaxies. *A&A*, 423, 867 2004a.
- LIANG Y.C., HAMMER F., FLORES H., GRUEL N., et ASSÉMAT F. Misleading results from low-resolution spectroscopy : From galaxy interstellar medium chemistry to cosmic star formation density. *A&A*, 417, 905 2004b.
- LILLY S., SCHADE D., ELLIS R., LE FEVRE O., BRINCHMANN J., TRESSE L., ABRAHAM R., HAMMER F., CRAMPTON D., COLLESS M., GLAZEBROOK K., MALLEN-ORNELAS G., et BROADHURST T. Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. II. Structural Parameters and the Evolution of Disk Galaxies to  $Z$  approximately 1. *ApJ*, 500, 75 1998.
- LILLY S.J., CAROLLO C.M., et STOCKTON A.N. The Metallicities of Star-forming Galaxies at Intermediate Redshifts  $0.47 < z < 0.92$ . *ApJ*, 597, 730 2003.
- LILLY S.J., LE FEVRE O., HAMMER F., et CRAMPTON D. The Canada-France Redshift Survey : The Luminosity Density and Star Formation History of the Universe to  $Z$  approximately 1. *ApJ*, 460, L1+ 1996.

- LIN L., KOO D.C., WILLMER C.N.A., PATTON D.R., CONSELICE C.J., YAN R., COIL A.L., COOPER M.C., DAVIS M., FABER S.M., GERKE B.F., GUHATHAKURTA P., et NEWMAN J.A. The DEEP2 Galaxy Redshift Survey : Evolution of Close Galaxy Pairs and Major-Merger Rates up to  $z \sim 1.2$ . *ApJ*, 617, L9 2004.
- MACARTHUR L.A., COURTEAU S., et HOLTZMAN J.A. Structure of Disk-dominated Galaxies. I. Bulge/Disk Parameters, Simulations, and Secular Evolution. *ApJ*, 582, 689 2003.
- MADAU P., FERGUSON H.C., DICKINSON M.E., GIAVALISCO M., STEIDEL C.C., et FRUCHTER A. High-redshift galaxies in the Hubble Deep Field : colour selection and star formation history to  $z$  4. *MNRAS*, 283, 1388 1996.
- MADAU P., POZZETTI L., et DICKINSON M. The Star Formation History of Field Galaxies. *ApJ*, 498, 106 1998.
- MAIER C., LILLY S.J., et CAROLLO C.M. Oxygen Gas Abundances at  $0.4 < z < 1.5$  : Implications for the Chemical Evolution History of Galaxies. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- MAIER C., MEISENHEIMER K., et HIPPELEIN H. The metallicity-luminosity relation at medium redshift based on faint CADIS emission line galaxies. *A&A*, 418, 475 2004.
- MALLÉN-ORNELAS G., LILLY S.J., CRAMPTON D., et SCHADE D. Internal Kinematics of Blue Canada-France Redshift Survey Galaxies at  $Z \sim 0.6$ . *ApJ*, 518, L83 1999.
- MALLER A.H. et BULLOCK J.S. Multiphase galaxy formation : high-velocity clouds and the missing baryon problem. *MNRAS*, 355, 694 2004.
- MATTHEWS L.D., VAN DRIEL W., et GALLAGHER J.S. High-Resolution, High Signal-to-Noise, Global H I Spectra of Southern, Extreme Late-Type Spiral Galaxies. *AJ*, 116, 1169 1998.
- MELBOURNE J., KOO D.C., et LE FLOC'H E. Optical Morphology Evolution of Infrared Luminous Galaxies in GOODS-N. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- MEZA A., NAVARRO J.F., STEINMETZ M., et EKE V.R. Simulations of Galaxy Formation in a  $\Lambda$ CDM Universe. III. The Dissipative Formation of an Elliptical Galaxy. *ApJ*, 590, 619 2003.
- MIHOS J.C. et HERNQUIST L. Star-forming galaxy models : Blending star formation into TREESPH. *ApJ*, 437, 611 1994.
- MIHOS J.C. et HERNQUIST L. Gasdynamics and Starbursts in Major Mergers. *ApJ*, 464, 641 1996.
- MILLER G.E. et SCALO J.M. The initial mass function and stellar birthrate in the solar neighborhood. *ApJS*, 41, 513 1979.
- MURALI C., KATZ N., HERNQUIST L., WEINBERG D.H., et DAVÉ R. The Growth of Galaxies in Cosmological Simulations of Structure Formation. *ApJ*, 571, 1 2002.
- NAAB T. et BURKERT A. Statistical Properties of Collisionless Equal- and Unequal-Mass Merger Remnants of Disk Galaxies. *ApJ*, 597, 893 2003.
- NAKAMURA O., FUKUGITA M., BRINKMANN J., et SCHNEIDER D.P. The H $\alpha$  Luminosity Function of Morphologically Classified Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *AJ*, 127, 2511 2004.
- NEGROPONTE J. et WHITE S.D.M. Simulations of mergers between disc-halo galaxies. *MNRAS*, 205, 1009 1983.
- OSTERBROCK D.E. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. Research supported by the University of California, John Simon Guggenheim Memorial Foundation, University of Minnesota, et al. Mill Valley, CA, University Science Books, 1989, 422 p. 1989.
- PAGEL B.E.J., EDMUNDS M.G., BLACKWELL D.E., CHUN M.S., et SMITH G. On the composition of H II regions in southern galaxies. I - NGC 300 and 1365. *MNRAS*, 189, 95 1979.

- PATTON D.R., PRITCHET C.J., CARLBERG R.G., MARZKE R.O., YEE H.K.C., HALL P.B., LIN H., MORRIS S.L., SAWICKI M., SHEPHERD C.W., et WIRTH G.D. Dynamically Close Galaxy Pairs and Merger Rate Evolution in the CNOC2 Redshift Survey. *ApJ*, 565, 208 2002.
- PEI Y.C., FALL S.M., et HAUSER M.G. Cosmic Histories of Stars, Gas, Heavy Elements, and Dust in Galaxies. *ApJ*, 522, 604 1999.
- PHILLIPS A.C., GUZMAN R., GALLEGO J., KOO D.C., LOWENTHAL J.D., VOGT N.P., FABER S.M., et ILLINGWORTH G.D. The Nature of Compact Galaxies in the Hubble Deep Field. I. Global Properties. *ApJ*, 489, 543 1997.
- PIERCE M.J. et TULLY R.B. Luminosity-line width relations and the extragalactic distance scale. I - Absolute calibration. *ApJ*, 387, 47 1992.
- RAVINDRANATH S., FERGUSON H.C., CONSELICE C., GIAVALISCO M., DICKINSON M., CHATZICHRISTOU E., DE MELLO D., FALL S.M., GARDNER J.P., GROGIN N.A., HORNSCHMEIER A., JOGEE S., KOEKEMOER A., KRETCHMER C., LIVIO M., MOBASHER B., et SOMERVILLE R. The Evolution of Disk Galaxies in the GOODS-South Field : Number Densities and Size Distribution. *ApJ*, 604, L9 2004.
- RICHTER O.G. et SANCISI R. Asymmetries in disk galaxies. How often ? How strong ? *A&A*, 290, L9 1994.
- RIX H.W., GUHATHAKURTA P., COLLESS M., et ING K. Internal Kinematics of Distant Field Galaxies - I. Emission Linewidths for a Complete Sample of Faint Blue Galaxies at  $z$  0.25. *MNRAS*, 285, 779 1997.
- RUDNICK G., RIX H.W., FRANX M., LABBÉ I., BLANTON M., DADDI E., FÖRSTER SCHREIBER N.M., MOORWOOD A., RÖTTGERING H., TRUJILLO I., VAN DE WEL A., VAN DER WERF P., VAN DOKKUM P.G., et VAN STARKENBURG L. The Rest-Frame Optical Luminosity Density, Color, and Stellar Mass Density of the Universe from  $z = 0$  to  $z = 3$ . *ApJ*, 599, 847 2003.
- SALPETER E.E. The Luminosity Function and Stellar Evolution. *ApJ*, 121, 161 1955.
- SANDERS D.B. et MIRABEL I.F. Luminous Infrared Galaxies. *ARA&A*, 34, 749 1996.
- SAVAGLIO S., GLAZEBROOK K., LE BORGNE D., JUNEAU S., ABRAHAM R., CHEN H., CRAMPTON D., MCCARTHY P., CARLBERG R., MARZKE R., ROTH K., JORGENSEN I., et MUROWINSKI R. The Gemini Deep Deep Survey. VII. The Redshift Evolution of the Mass-Metallicity Relation. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- SCANNAPIECO C. et TISSERA P.B. The effects of mergers on the formation of disc-bulge systems in hierarchical clustering scenarios. *MNRAS*, 338, 880 2003.
- SCHADE D., LILLY S.J., CRAMPTON D., ELLIS R.S., LE FÈVRE O., HAMMER F., BRINCHMANN J., ABRAHAM R., COLLESS M., GLAZEBROOK K., TRESSE L., et BROADHURST T. Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. III. Field Elliptical Galaxies at  $0.2 < z < 1.0$ . *ApJ*, 525, 31 1999.
- SCHADE D., LILLY S.J., CRAMPTON D., HAMMER F., LE FEVRE O., et TRESSE L. Canada-France Redshift Survey : Hubble Space Telescope Imaging of High-Redshift Field Galaxies. *ApJ*, 451, L1+ 1995.
- SCHADE D., LILLY S.J., LE FEVRE O., HAMMER F., et CRAMPTON D. Canada-France Redshift Survey. XI. Morphology of High-Redshift Field Galaxies from High-Resolution Ground-based Imaging. *ApJ*, 464, 79 1996.
- SEMELIN B. et COMBES F. New multi-zoom method for N-body simulations : application to galaxy growth by accretion. *A&A*, 441, 55 2005.

- SHAPLEY A.E., ERB D.K., PETTINI M., STEIDEL C.C., et ADELBERGER K.L. Evidence for Solar Metallicities in Massive Star-forming Galaxies at  $z > 2$ . *ApJ*, 612, 108 2004.
- SIMARD L., KOO D.C., FABER S.M., SARAJEDINI V.L., VOGT N.P., PHILLIPS A.C., GEBHARDT K., ILLINGWORTH G.D., et WU K.L. The Magnitude-Size Relation of Galaxies out to  $z = 1$ . *ApJ*, 519, 563 1999.
- SIMARD L. et PRITCHET C.J. Internal Kinematics of Field Galaxies at Intermediate Redshifts. *ApJ*, 505, 96 1998.
- SIMARD L. et PRITCHET C.J. Analysis of Spatially Resolved Emission Lines in the Spectra of Distant Galaxies. *PASP*, 111, 453 1999.
- SKILLMAN E.D., KENNICUTT R.C., et HODGE P.W. Oxygen abundances in nearby dwarf irregular galaxies. *ApJ*, 347, 875 1989.
- SMITH G.P., TREU T., ELLIS R.S., MORAN S.M., et DRESSLER A. Evolution since  $z = 1$  of the Morphology-Density Relation for Galaxies. *ApJ*, 620, 78 2005.
- SOMERVILLE R.S., MOUSTAKAS L.A., MOBASHER B., GARDNER J.P., CIMATTI A., CONSELICE C., DADDI E., DAHLEN T., DICKINSON M., EISENHARDT P., LOTZ J., PAPOVICH C., RENZINI A., et STERN D. The Redshift Distribution of Near-Infrared-Selected Galaxies in the Great Observatories Origins Deep Survey as a Test of Galaxy Formation Scenarios. *ApJ*, 600, L135 2004.
- SOMERVILLE R.S., PRIMACK J.R., et FABER S.M. The nature of high-redshift galaxies. *MNRAS*, 320, 504 2001.
- SPRINGEL V. Modelling star formation and feedback in simulations of interacting galaxies. *MNRAS*, 312, 859 2000.
- SPRINGEL V., DI MATTEO T., et HERNQUIST L. Modelling feedback from stars and black holes in galaxy mergers. *MNRAS*, 361, 776 2005.
- SPRINGEL V. et HERNQUIST L. Cosmological smoothed particle hydrodynamics simulations : a hybrid multiphase model for star formation. *MNRAS*, 339, 289 2003.
- TAKEUCHI T.T., BUAT V., et BURGARELLA D. The evolution of the ultraviolet and infrared luminosity densities in the universe at  $0 < z < 1$ . *A&A*, 440, L17 2005.
- THOMAS D., MARASTON C., BENDER R., et DE OLIVEIRA C.M. The Epochs of Early-Type Galaxy Formation as a Function of Environment. *ApJ*, 621, 673 2005.
- TISSERA P.B., DOMÍNGUEZ-TENREIRO R., SCANNAPIECO C., et SÁIZ A. Double starbursts triggered by mergers in hierarchical clustering scenarios. *MNRAS*, 333, 327 2002.
- TOOMRE A. Theories of spiral structure. *ARA&A*, 15, 437 1977.
- TREMAINE S., GEBHARDT K., BENDER R., BOWER G., DRESSLER A., FABER S.M., FILIPPENKO A.V., GREEN R., GRILLMAIR C., HO L.C., KORMENDY J., LAUER T.R., MAGORRIAN J., PINKNEY J., et RICHSTONE D. The Slope of the Black Hole Mass versus Velocity Dispersion Correlation. *ApJ*, 574, 740 2002.
- TREMONTI C.A., HECKMAN T.M., KAUFFMANN G., BRINCHMANN J., CHARLOT S., WHITE S.D.M., SEIBERT M., PENG E.W., SCHLEGEL D.J., UOMOTO A., FUKUGITA M., et BRINKMANN J. The Origin of the Mass-Metallicity Relation : Insights from 53,000 Star-forming Galaxies in the Sloan Digital Sky Survey. *ApJ*, 613, 898 2004.
- TREU T., ELLIS R.S., KNEIB J.P., DRESSLER A., SMAIL I., CZOSKE O., OEMLER A., et NATARAJAN P. A Wide-Field Hubble Space Telescope Study of the Cluster Cl 0024+16 at  $z = 0.4$ . I. Morphological Distributions to 5 Mpc Radius. *ApJ*, 591, 53 2003.

- TREU T., ELLIS R.S., LIAO T.X., et VAN DOKKUM P.G. Keck Spectroscopy of Distant GOODS Spheroidal Galaxies : Downsizing in a Hierarchical Universe. *ApJ*, 622, L5 2005.
- VAN DEN BERGH S. The Evolution of Galaxy Morphology for Galaxies in the Canada-France Redshift Survey. *AJ*, 122, 621 2001.
- VAN DEN BERGH S., ABRAHAM R.G., ELLIS R.S., TANVIR N.R., SANTIAGO B.X., et GLAZEBROOK K.G. A Morphological Catalog of Galaxies in the Hubble deep Field. *AJ*, 112, 359 1996.
- VAN DOKKUM P.G. The Recent and Continuing Assembly of Field Ellipticals by Red Mergers. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- VELAZQUEZ H. et WHITE S.D.M. Sinking satellites and the heating of galaxy discs. *MNRAS*, 304, 254 1999.
- VERHEIJEN M.A.W. The Ursa Major Cluster of Galaxies. V. H I Rotation Curve Shapes and the Tully-Fisher Relations. *ApJ*, 563, 694 2001.
- VOGT N.P., FORBES D.A., PHILLIPS A.C., GRONWALL C., FABER S.M., ILLINGWORTH G.D., et KOO D.C. Optical Rotation Curves of Distant Field Galaxies : Keck Results at Reshifts to Z approximately 1. *ApJ*, 465, L15+ 1996.
- VOGT N.P., HERTER T., HAYNES M.P., et COURTEAU S. The Rotation Curves of Galaxies at Intermediate Redshift. *ApJ*, 415, L95+ 1993.
- VOGT N.P., PHILLIPS A.C., FABER S.M., GALLEGO J., GRONWALL C., GUZMAN R., ILLINGWORTH G.D., KOO D.C., et LOWENTHAL J.D. Optical Rotation Curves of Distant Field Galaxies : Sub-L Systems. *ApJ*, 479, L121+ 1997.
- WALKER I.R., MIHOS J.C., et HERNQUIST L. Quantifying the Fragility of Galactic Disks in Minor Mergers. *ApJ*, 460, 121 1996.
- WHITMORE B.C., LUCAS R.A., MCELROY D.B., STEIMAN-CAMERON T.Y., SACKETT P.D., et OLLING R.P. New observations and a photographic atlas of polar-ring galaxies. *AJ*, 100, 1489 1990.
- ZARITSKY D., KENNICUTT R.C., et HUCHRA J.P. H II regions and the abundance properties of spiral galaxies. *ApJ*, 420, 87 1994.
- ZHENG X.Z., HAMMER F., FLORES H., ASSÉMAT F., et PELAT D. HST/WFPC2 morphologies and color maps of distant luminous infrared galaxies. *A&A*, 421, 847 2004.
- ZHENG X.Z., HAMMER F., FLORES H., ASSÉMAT F., et RAWAT A. HST/WFPC2 morphologies and bar structures of field galaxies at  $0.4 < z < 1$ . *A&A*, 435, 507 2005.
- ZIEGLER B.L., BÖHM A., FRICKE K.J., JÄGER K., NICKLAS H., BENDER R., DRORY N., GABASCH A., SAGLIA R.P., SEITZ S., HEIDT J., MEHLERT D., MÖLLENHOFF C., NOLL S., et SUTORIUS E. The Evolution of the Tully-Fisher Relation of Spiral Galaxies. *ApJ*, 564, L69 2002.

## Deuxième partie

### Dynamique des galaxies à $z \leq 1$



# Chapitre 3

## Méthodologie : cinématique des galaxies lointaines

### Sommaire

---

<b>3.1</b>	<b>Courbes de rotation . . . . .</b>	<b>82</b>
3.1.1	Historique . . . . .	82
3.1.2	Propriétés des courbes de rotation . . . . .	83
3.1.3	Observations . . . . .	85
<b>3.2</b>	<b>Champs de vitesse . . . . .</b>	<b>85</b>
<b>3.3</b>	<b>Cinématique dans l’Univers lointain . . . . .</b>	<b>89</b>
<b>3.4</b>	<b>Le spectrographe FLAMES/GIRAFFE . . . . .</b>	<b>90</b>
3.4.1	La facilité FLAMES . . . . .	90
3.4.2	Préparation des observations . . . . .	93
3.4.3	Réduction des données . . . . .	95
3.4.4	Analyse des données GIRAFFE . . . . .	98
3.4.5	Déconvolution des données GIRAFFE . . . . .	101
<b>3.5</b>	<b>Outils logiciels . . . . .</b>	<b>107</b>
3.5.1	DisGal-1D . . . . .	107
3.5.2	Simulation de cubes de données . . . . .	107

---

Avant d’aborder la dynamique proprement dite des galaxies distantes, il est nécessaire de concevoir des méthodes de mesure et d’analyse cinématiques. Ce chapitre présente les différentes méthodes et techniques observationnelles utilisées dans l’Univers local (voir les revues de (van der Kruit et Allen, 1978) et (Sofue et Rubin, 2001)), ainsi que leur extension dans l’Univers plus distant.



## 3.1 Courbes de rotation

### 3.1.1 Historique

La découverte de l'inclinaison de raies d'absorption stellaires dans les régions centrales de M81 par (Wolf, 1914) d'une part, et de M104 par (Slipher, 1914) d'autre part, fut le premier indice que certaines galaxies étaient animées d'un mouvement de rotation à grande échelle, bien qu'à cette époque (antérieure au grand débat de 1920 entre Shapley et Curtis et aux travaux de Hubble qui suivirent) l'identification des nébuleuses en tant que galaxies était encore controversée. La présence de raies d'absorption dans les parties centrales brillantes des nébuleuses était connue depuis longtemps et celles-ci sont maintenant connues pour être déficientes en régions HII, ce qui explique que les premières courbes de rotation aient été obtenues à partir de ce type de raies (par (Pease, 1916) et (Pease, 1918) respectivement sur M31 et M104, voir figure 3.1).

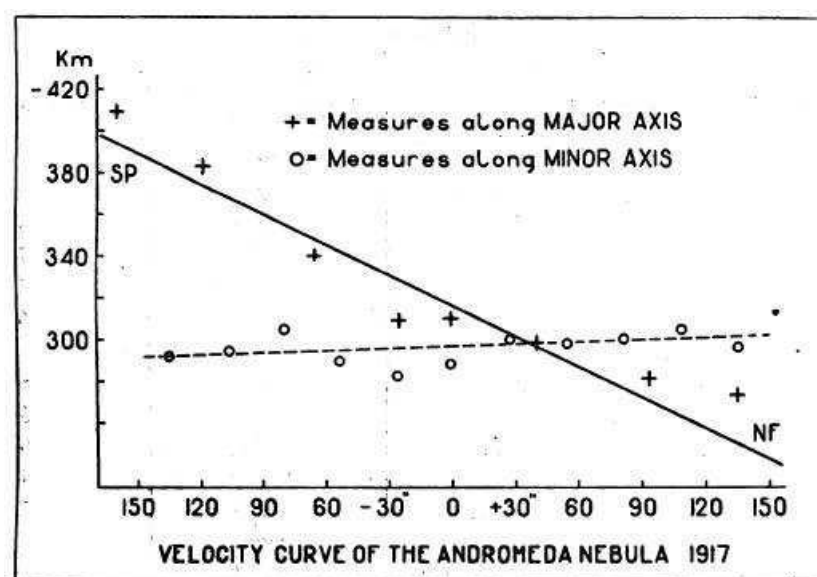


FIG. 3.1 – Courbe de rotation de M31 obtenue par (Pease, 1918). La courbe obtenue le long du petit axe confirme que celle obtenue le long du grand axe peut bien être attribuée à un mouvement de rotation.

Les raies en émission provenant des régions HII furent découvertes à peu près simultanément (Pease, 1915; Slipher, 1915), ce qui permit de réduire les temps de pose. L'utilisation de raies en émission a également l'avantage de fournir des points de mesure décorrélés les uns des autres (car provenant de régions HII séparées), contrairement aux raies en absorption qui fournissent une vitesse moyennée le long de la ligne de visée, rendant leur analyse plus complexe. Mais l'efficacité des instruments

de l'époque nécessitait d'énormes temps de pose : l'étude de M31 par (Babcock, 1939) requit 236 heures pour obtenir des raies d'absorption dans les régions centrales, puis 56 heures pour étendre la courbe d'un facteur 3 grâce à 4 points obtenus à partir de raies en émission. Une étude plus détaillée de M31 par (Rubin et Ford, 1970) nécessitait encore 112 heures de pose.

Il fallut redoubler d'ingéniosité pour optimiser le placement de la fente du spectrographe et maximiser le nombre de régions le long de son axe pour parvenir à minimiser le temps de pose total. La fente était en générale placée le long de l'axe principal des galaxies afin d'obtenir des courbes de rotations avec la plus grande extension spatiale possible. Cette méthode, limitée aux galaxies de type tardif suffisamment riches en régions HII, permit néanmoins d'obtenir des courbes de rotation de bonne qualité en 10-20 heures de temps de pose. L'obtention des courbes de rotation s'est véritablement généralisée à partir des années 1950 grâce à l'efficacité accrue des télescopes, spectrographes et plaques photos qui rendait plus facile la détection des raies  $H_\alpha$  ou  $[NII]$  (voir par exemple (Burbidge et Burbidge, 1960)). L'utilisation de la raie  $H_\alpha$  s'est naturellement imposée comme le traceur privilégié de la cinématique des galaxies locales dans l'optique, car elle est de loin la plus brillante des raies en émission dans les spectres des galaxies (Kennicutt, 1992) : les courbes de rotation obtenues via ce traceur se comptent aujourd'hui en milliers (Mathewson *et al.*, 1992; Mathewson et Ford, 1996; Courteau, 1997; Dale *et al.*, 1997; Dale *et al.*, 1998; Dale *et al.*, 1999) et s'obtiennent maintenant en quelques minutes pour des galaxies locales. La comparaison des courbes de rotation obtenues à partir du gaz et des étoiles ont montré que le gaz était généralement un bon traceur de la cinématique dans le disque (Vega Beltrán *et al.*, 2001; Pizzella *et al.*, 2004).

### 3.1.2 Propriétés des courbes de rotation

De nombreuses études se sont intéressées aux variations statistiques de la forme de la courbe de rotation en fonction du type morphologique et des propriétés photométriques des galaxies (Sofue et Rubin, 2001). La partie externe de la courbe de rotation dépend de la luminosité : les galaxies les plus lumineuses ont tendance à avoir une courbe décroissante alors que les moins lumineuses (comme les galaxies à faible brillance de surface) montrent plutôt un gradient constant le long du disque optique (Persic et Salucci, 1988; Persic et Salucci, 1991). La partie interne dépend du type morphologique et de la masse (Sofue *et al.*, 1999c; Sofue *et al.*, 1999a) : les galaxies de type Sa et Sb ont tendance à avoir des gradients plus élevés (Rubin *et al.*, 1985). (Garrido *et al.*, 2005) ont montré qu'en réalité le gradient interne était plutôt corrélé avec la concentration centrale de lumière qu'avec la luminosité totale

de la galaxie. Enfin, la vitesse maximale de la courbe de rotation croît vers les plus grandes luminosités et vers les types précoces (Rubin *et al.*, 1985). (Garrido *et al.*, 2005) ont montré qu’il n’existait pas de corrélation entre les gradients internes et externes des courbes de rotation (voir figure 3.2) et qu’il ne peut donc pas exister de courbe de rotation “universelle” (voir (Persic et Salucci, 1991; Persic *et al.*, 1996) mais aussi (Verheijen, 1997; Courteau, 1997; Sofue *et al.*, 1999b)).

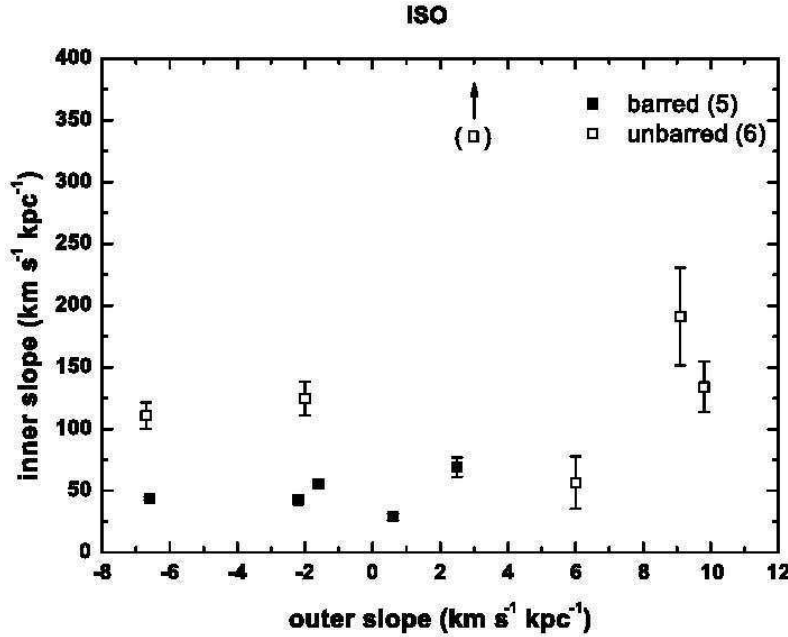


FIG. 3.2 – Comparaison entre les gradients interne et externe des courbes de rotation (Garrido *et al.*, 2005) dans un échantillon de galaxies isolées, barrées ou non. Il n’existe aucune corrélation entre les deux gradients, ce qui rend vaine toute tentative de définir une courbe de rotation universelle comme il a été proposé par (Persic et Salucci, 1991).

Le principal avantage de la courbe de rotation est qu’elle est une image de la distribution de densité surfacique totale de matière. Le fait que les courbes de rotation demeurent plates à grand rayon, alors que la masse diminue, a été interprété comme la preuve de l’existence d’un halo de matière noire autour des galaxies (Rubin et Ford, 1970; Rubin *et al.*, 1978). Au second ordre, les courbes de rotation contiennent des fluctuations de quelques dizaines de km/s dues aux mouvement non circulaires comme les bras spiraux ou les barres qui peuvent conduire à d’importantes erreurs dans la détermination de la masse dans les parties centrales (Koda et Wada, 2002).

### 3.1.3 Observations

L'obtention des courbes de rotation par spectroscopie à fente (longue) a longtemps été la règle, faute d'instrumentation mieux adaptée. La spectroscopie à fente n'échantillonne la galaxie que sur un seul axe que l'on cherche à faire coïncider avec l'axe dynamique : dans une galaxie en rotation, les composantes radiales et verticales du vecteur vitesse sont négligeables ; cet axe optimise donc la mesure de la composante azimuthale (la rotation), puisque sa projection le long de la ligne de visée est alors maximisée. La spectroscopie à fente suppose donc *intrinsèquement* que la dynamique interne de la galaxie est relaxée et animée d'un mouvement de rotation axisymétrique, et que la position de la fente est située le long de l'axe dynamique. Si cette hypothèse semble justifiée dans la plupart des cas pour les galaxies spirales locales (voir par exemple les résultats du relevé GHASP : (Garrido *et al.*, 2002) et suivants ; voir également la figure 3.5), la situation est moins évidente pour les objets distants, notamment parce que le taux d'interaction est plus élevé dans l'Univers distant (voir chapitre 2).

L'obtention de courbes de rotation dans les galaxies distantes a été rendue possible grâce à l'avènement des télescopes de la classe des 8-10 mètres à partir de raies d'émission comme [OIII],  $H_\beta$  ou [OII]. Les plus grands relevés atteignent aujourd'hui couramment  $z \sim 1$  (Vogt *et al.*, 1993; Vogt *et al.*, 1996; Vogt *et al.*, 1997). Il existe peu de courbes de rotation au-delà : en utilisant le spectrographe à fentes NIRSPEC au Keck, (Erb *et al.*, 2003) ont obtenu des courbes de rotation pour 16 galaxies Lyman-break (LBGs) à  $2.0 \leq z \leq 2.6$  en utilisant la raie  $H_\alpha$  décalée dans le proche IR. Les courbes de rotation les plus lointaines ont été obtenues grâce à l'instrument ISAAC au VLT par (Pettini *et al.*, 2001) sur des LBGs à  $z \sim 3$  (voir figure 3.3). La plupart des courbes de rotation des galaxies distantes montrent des gradients de vitesse sans véritable plateau qui sont malgré tout interprétées comme la preuve d'un mouvement de rotation. Cependant, la plupart de ces galaxies ont des morphologies perturbées, ce qui pourrait remettre en question cette interprétation.

## 3.2 Champs de vitesse

La seule manière de vérifier si les hypothèses sous-jacentes à l'utilisation de la courbe de rotation sont valides ou non est de disposer d'un champ de vitesse. Ce dernier représente la vitesse radiale<sup>1</sup> non plus le long d'un unique axe mais sur l'en-

<sup>1</sup>le long de la ligne de visée : à ne pas confondre avec la vitesse radiale qui correspond à la première composante du vecteur vitesse dans le plan de la galaxie.

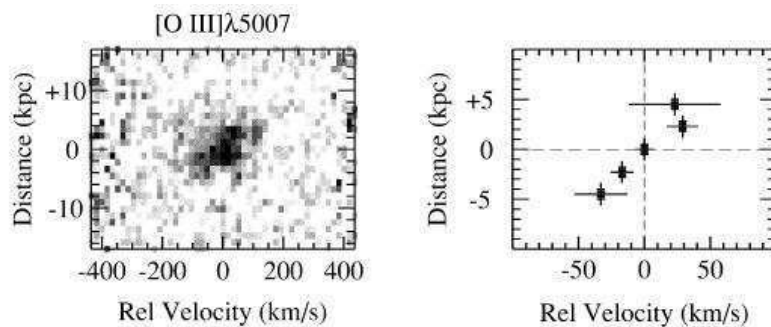


FIG. 3.3 – Courbe de rotation de la galaxie Q0347-C5 située à  $z=3.234$  (Pettini *et al.*, 2001). A gauche : diagramme position-vitesse dans la raie [OIII] $\lambda$ 5007 ; à droite : courbe de rotation, non corrigée de l’inclinaison. Le gradient de vitesse est interprété comme un mouvement de rotation.

semble de la galaxie : l’information cinématique obtenue est alors bidimensionnelle. Les hypothèses sous-jacentes à l’interprétation des champs de vitesse sont identiques à celles des courbes de rotation : c’est la capacité à juger de la validité de ces hypothèses (voir figure 3.4) et la précision de la courbe de rotation qui en est déduite qui sont accrues, car on dispose alors de l’ensemble de l’information cinématique sur la galaxie (Warner *et al.*, 1973). En revanche, leur obtention ne nécessite plus d’hypothèse sur la position de l’axe dynamique (positionnement de la fente).

La modélisation des champs de vitesse repose sur la détermination de cinq paramètres : la vitesse systémique (due au flot de Hubble et éventuellement le mouvement de fuite vers Virgo pour les galaxies locales), l’inclinaison du disque, la position du grand axe dynamique et les coordonnées du centre de rotation. Le meilleur ajustement de ces paramètres permet de déterminer la courbe de rotation. L’ajustement d’une courbe de rotation à partir d’un champ de vitesse est un problème d’optimisation non-linéaire à 6 inconnues. La difficulté dans ce genre d’optimisation est qu’en général il est très difficile de faire converger les algorithmes si on ne leur donne par dès le départ des paramètres relativement proches des solutions. C’est pour cette raison que des méthodes semi-automatiques ont été mises au point, consistant à ajuster l’ensemble des paramètres par essais successifs (Amram, 1991). D’autres méthodes consistent à ajuster d’abord les paramètres constants sur toute la galaxie (par exemple la vitesse systémique) et à ajuster ensuite ceux qui peuvent varier sur des ellipses de rayons variables (Begeman, 1989). De nombreuses études ont été consacrées à la modélisation des champs de vitesse et à l’établissement des courbes de rotation les plus précises possibles (par exemple : (van der Kruit et Allen, 1978; Beauvais et Bothun, 2001; Fridman *et al.*, 2005)). Une fois le modèle de rotation soustrait du champ de vitesse observé, il est alors possible d’étudier en détail les

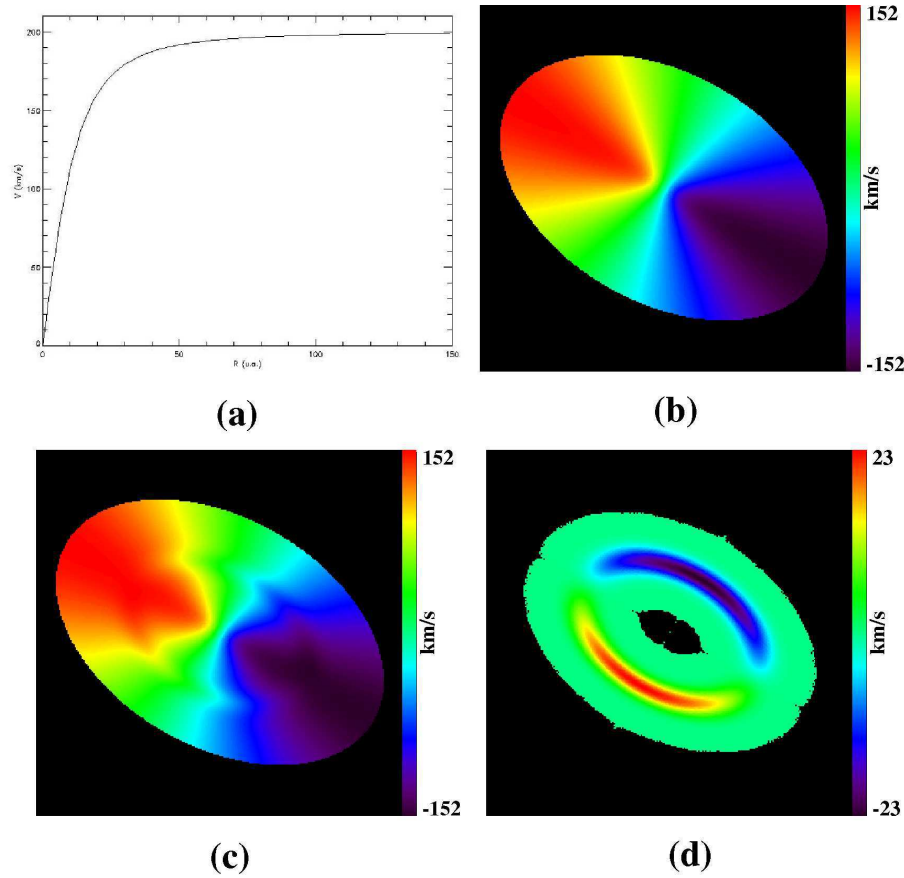


FIG. 3.4 – Simulations numériques de champs de vitesse. (a) : courbe de rotation plate utilisée pour simuler une rotation axysymétrique ; les unités de l'axe des abscisses sont arbitraires (pixels). (b) : champ de vitesse (256x256) simulé à partir de la courbe de rotation précédente en supposant un  $PA=60$  deg et une inclinaison de  $i=50$  deg. La structure de ce champ de vitesse est caractéristique des courbes de rotation plates et permet de juger directement de la validité de l'hypothèse d'un mouvement de rotation axisymétrique. (c) : champ de vitesse précédent auquel a été ajouté une composante radiale (gaussienne de hauteur 30km/s dont le pic est localisé sur un cercle de rayon de 80 pixels, et de  $\sigma=10$  pixels) dans le but de simuler un mouvement non circulaire. La différence avec le champ de vitesse précédent montre clairement que la dynamique de l'objet n'est plus purement rotationnelle. (d) : Carte de résidus entre les champs (c) et (b) : cette carte permet de faire apparaître les mouvements non circulaires qui peuvent être liés à des mouvements verticaux par rapport au plan de la galaxie (composante  $V_z$ ) ou radiaux (composante  $V_r$ ) comme c'est le cas dans ce modèle. Dans les cas réels, le meilleur ajustement de la composante azimutale de la vitesse à une modèle de rotation est utilisé pour soustraire un champ de vitesse de rotation au champ de vitesse observé, et ainsi étudier les mouvements non circulaires résiduels (voir texte).

mouvements non circulaires résiduels (voir figure 3.4; (Beauvais et Bothun, 1999; Amram *et al.*, 1998; Fuentes-Carrera *et al.*, 2004)).

Les premières tentatives d’obtention d’un champ de vitesse ont naturellement consisté à varier la position de la fente le long de la galaxie (van der Kruit, 1976). Le premier “vrai” champ de vitesse a en fait été obtenu par (Argyle, 1965) sur M31 à partir de données HI. Malgré la faible résolution spatiale des observations radio, la raie HI à 21 cm s’est rapidement imposée comme le traceur complémentaire idéal du gaz ionisé, car il s’étend 3 à 4 fois plus loin que le disque optique, ce qui permet d’atteindre plus facilement le plateau de la courbe de rotation (Rubin *et al.*, 1980; Rubin *et al.*, 1982). Les raies millimétriques du CO ont permis d’étendre les courbes de rotation dans les parties centrales des galaxies, là où le gaz HII ou HI fait défaut ou est fortement obscurci par la poussière (Sofue, 1996; Sofue, 1997). La comparaison entre ces trois principaux traceurs à des rayons intermédiaires a donné d’excellent résultats (Sofue, 1996; Sofue *et al.*, 1999b) et confirme aujourd’hui notre connaissance de la cinématique du gaz dans les galaxies spirales locales.

Dans l’optique, les premiers champs de vitesse ont été obtenus par interférométrie Perot-Fabry (Courtès, 1960; Courtès, 1964). Cette technique est très largement utilisée dans l’Univers local où elle se révèle particulièrement efficace (voir figure 3.5), permettant d’obtenir un cube de données  $(x, y, \lambda)$  en environ une paire d’heures (Schommer *et al.*, 1993; Amram *et al.*, 1995; Hernandez *et al.*, 2005). Le survey GHASP a permis d’obtenir les champs de vitesse d’environ 200 galaxies locales (Amram *et al.*, 2002; Garrido *et al.*, 2002; Garrido *et al.*, 2003; Garrido *et al.*, 2004; Garrido *et al.*, 2005). Le but du relevé est de fournir un échantillon homogène de champs de vitesse à  $z=0$ , pouvant servir de référence pour des observations à plus grand  $z$ , d’étudier l’influence de l’environnement sur la dynamique, et de modéliser de manière approfondie la cinématique du gaz (Amram *et al.*, 2002). Ce relevé sera dans le futur combiné avec le relevé WHISP qui a pour objectif d’obtenir la cinématique HI pour environ 400 galaxies, afin d’en étudier la distribution et la cinématique du gaz neutre en fonction du type morphologique, de la luminosité et de l’environnement (van der Hulst *et al.*, 2001). La combinaison des relevés WHISP et GHASP permettra d’établir des courbes de rotation suffisamment précises et étendues pour étudier en détail la distribution de masse d’un grand échantillon de galaxies locales.

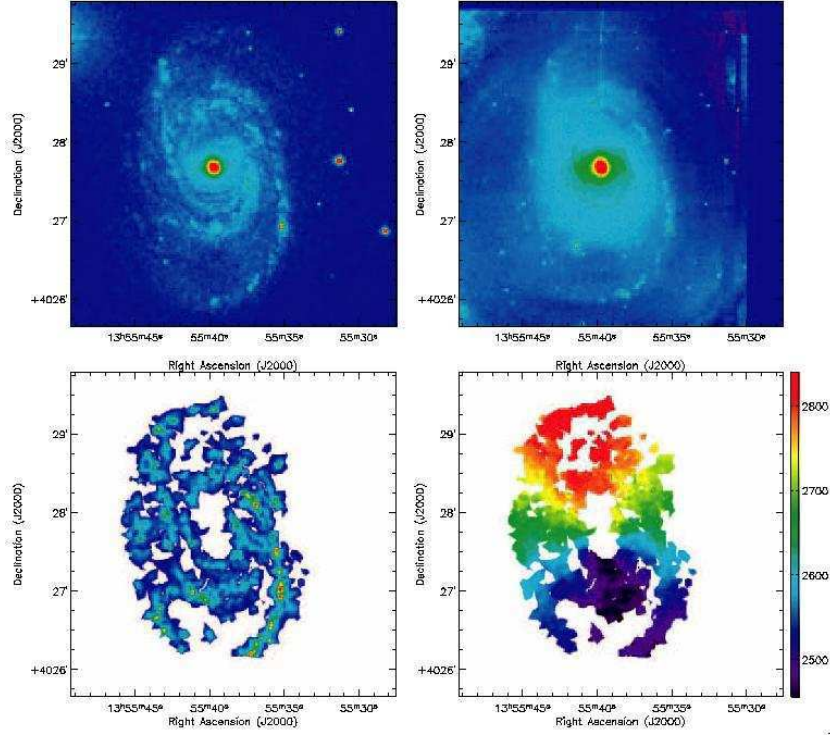


FIG. 3.5 – Champ de vitesse de la galaxie NGC5371 obtenu par interférométrie Perot-Fabry (Hernandez *et al.*, 2005). En haut à gauche : image en bande  $B$  (Knapen *et al.*, 2004) ; en haut à droite : image en bande  $K_S$  (Knapen *et al.*, 2004) ; en bas à gauche : image dans la raie  $H_\alpha$  ; en bas à droite : champ de vitesse. Une barre est visible dans les deux images en bandes larges ainsi que le déficit en gaz ionisé au centre de la galaxie.

### 3.3 Cinématique dans l'Univers lointain

La principale difficulté dans l'étude de la cinématique des galaxies distantes provient de la taille des objets : les galaxies sont plus petites à plus grand redshift<sup>2</sup>. Il devient donc de plus en plus difficile d'obtenir des champs de vitesse correctement résolus spatialement à grand  $z$ , d'autant plus que le seeing représente une fraction de plus en plus importante de la taille des objets.

Le seeing limite également la quantité de flux reçu puisque celui-ci est redistribué sur une surface plus importante lors de sa traversée de l'atmosphère turbulente. D'autre part, le “dimming factor” affecte la surface de brillance des objets d'un facteur  $(1 + z)^4$ , conduisant à des temps de pose de plusieurs heures aux redshifts

<sup>2</sup>Pas seulement à cause de l'éloignement mais parce qu'elles sont aussi *physiquement* plus petites, voir chapitre 2.



intermédiaires ( $0.1 \geq z \geq 1$ ). Ces temps de pose deviennent très coûteux lorsqu'ils ne sont pas compensés par un avantage multiplex.

Durant de telles durées d'exposition, les variations temporelles du seeing sont également problématiques car celui-ci varie sur une échelle de temps de quelques minutes, ce qui pose problème lors de l'utilisation des spectrographes 3D fonctionnant sur le principe du balayage temporel (voir Annexe A), comme l'interféromètre de Perot-Fabry. Dans l'Univers local, ce problème est contourné en ne posant pas plus de quelques secondes par canal<sup>3</sup> et en répétant le processus de balayage, ce qui permet de moyennner les variations de turbulence atmosphérique. Toutefois, pour des galaxies lointaines, la soustraction du ciel devient cruciale et cette procédure, en ne produisant pas une PSF uniforme sur l'ensemble des données, pourrait limiter cette étape à un niveau inacceptable. Afin d'étudier la cinématique des galaxies distantes, il est donc préférable d'utiliser des spectrographes à intégrale de champ (IFS, Integral Field Spectrograph).

Plusieurs spectrographes à intégrale de champ existent, dont les principaux sont présentés dans la table 3.1. Seuls ceux montés sur des télescopes d'au moins 8 mètres de diamètre sont utilisables pour l'Univers distant. Parmi ceux-ci, seuls CIRPASS, SINFONI et GNIRS opèrent dans le proche infrarouge, ce qui permet de suivre la raie  $H_\alpha$  jusqu'à environ  $z \sim 1.7$ . A plus bas  $z$ , seul FLAMES/GIRAFFE dispose d'une capacité multiplex (15 IFUs, voir ci-dessous).

L'ensemble de ces contraintes a conduit à la définition du spectrographe à intégrale de champ multi-objets FLAMES/GIRAFFE.

## 3.4 Le spectrographe FLAMES/GIRAFFE

### 3.4.1 La facilité FLAMES

La facilité FLAMES (Fibre Large Array Multi Element Spectrograph<sup>4</sup>, (Pasquini *et al.*, 2000) ; voir figure 3.6) occupe, avec UVES<sup>5</sup>, l'un des deux foyers Nasmyth de l'UT2 du VLT. Elle est composée des éléments suivants :

- un correcteur de champ ;
- le spectrographe à fibres GIRAFFE (Hammer *et al.*, 1999) ;

---

<sup>3</sup>Un canal correspond à une épaisseur donnée de la lame Perot-Fabry. En changeant l'épaisseur de la lame, on change la longueur d'onde où peuvent se produire les interférences, ce qui permet de reconstituer l'information spectrale sur l'ensemble du champ spatial de l'interféromètre.

<sup>4</sup><http://www.eso.org/instruments/flames/>

<sup>5</sup><http://www.eso.org/instruments/uves/>

Nom	Type <sup>a</sup>	$\Delta\lambda^b$	R <sup>c</sup>	Champ <sup>d</sup>	$\Delta p^e$
VIMOS	F+L	0.37 - 1.00	200	54x54/27x27	0.67/0.33
VIMOS	F+L	0.37 - 1.00	2500	27x27/13x13	0.67/0.33
SINFONI	IS	1.10 - 2.45	1500-4000	0.8x0.8	0.025
SINFONI	IS	1.10 - 2.45	1500-4000	3.0x3.0	0.100
SINFONI	IS	1.10 - 2.45	1500-4000	8.0x8.0	0.250
FLAMES-IFU	F+L	0.36 - 0.94	11000/30000	3.1x2.1	0.52
FLAMES-ARGUS	F+L	0.36 - 0.94	11000/30000	11.5x7.3	0.52
FLAMES-ARGUS	F+L	0.36 - 0.94	11000/30000	6.6x4.2	0.3
GMOS	F+L	0.40 - 1.00	670-4400	6.9x5.0	0.20
GNIRS	IS	0.90 - 2.50	1700/5900	3x5	0.15
CIRPASS	F+L	1.00 - 1.67	3200	3.5x9.3	0.25
CIRPASS	F+L	1.00 - 1.67	3200	4.7x13.0	0.36

<sup>a</sup> F=Fibres / F+L=Fibres et micro-lentilles / L=micro-lentilles seules / IS=Image Slicer (voir Annexe A).

<sup>b</sup> Couverture spectrale en  $\mu\text{m}$ .

<sup>c</sup> Pouvoir de résolution spectrale (ordre de grandeur).

<sup>d</sup> en arcsec<sup>2</sup>.

<sup>e</sup> Echantillonnage spatial en arcsec.

TAB. 3.1 – Principales caractéristiques des principaux spectrographes à intégrale de champ existants. La partie supérieure indique les IFUs disponibles sur 2 des 4 VLTs alors que la partie inférieure indique les IFUs disponibles sur les 2 télescopes Gemini. Il n'existe actuellement aucune IFU sur les télescopes Keck, ni sur le Subaru.

- le robot positionneur OzPoz (Gillingham *et al.*, 2000; Gillingham *et al.*, 2003);
- un lien de 8 fibres optiques vers le spectrographe UVES (Avila *et al.*, 2003).

Le spectrographe GIRAFFE couvre le domaine (370-950) nm à des résolutions spectrales moyennes et hautes (R=5000 à 30000). Il dispose de 3 modes de fonctionnement :

- le mode MEDUSE : 131 fibres peuvent être disposées dans le champ Nasmyth de 25 arcmin de diamètre. L'ouverture de chaque fibre est de 1.2 arcsec. 5 fibres supplémentaires sont dédiées à la calibration simultanée en longueur d'onde;
- le mode IFU : 15 IFUs de 6x4 micro-lentilles (de 0.52 arcsec par lentille) peuvent être déployées dans le champ Nasmyth. Chaque IFU dispose d'une fibre supplémentaire dédiée à la calibration en longueur d'onde. 15 autres fibres supplémentaires sont dédiées à la mesure du fond de ciel; ce mode est particu-



FIG. 3.6 – Vue d’ensemble de l’instrument FLAMES (extrait du manuel FLAMES, Keufer et al. 2004). Le dé-rotateur de champ du foyer Nasmyth est en partie visible en bas à droite. En jaune : le positionneur OzPoz. Au fond : le spectrographe GIRAFFE, capot ouvert. En fonctionnement normal, le positionneur est enfermé dans un capotage afin de limiter les lumières parasites.

lièrement bien adapté à l’étude de la cinématique des galaxies distantes car la taille de l’IFU ( $3 \times 2 \text{ arcsec}^2$ ) est idéale pour des galaxies situées à  $z \leq 1$  (voir chapitre 2) ;

- le mode ARGUS : 1 IFU de  $22 \times 14$  micro-lentilles (0.3 ou 0.52 arcsec par lentille). 15 fibres supplémentaires sont dédiées à la mesure du fond de ciel et 5 à la calibration en longueur d’onde.

Le spectrographe dispose de 38 setups spectraux (30 en haute résolution et 8 en basse) de largeur typique  $\sim 50\text{-}100 \text{ nm}$  en basse résolution et  $20\text{-}30 \text{ nm}$  en haute résolution. La transmission moyenne de l’instrument (atmosphère et VLT inclus) est de 10%.

Le robot positionneur OzPoz dispose de deux plateaux (voir figure 3.7) qui permettent de configurer un plateau alors que le second observe et de diminuer ainsi significativement les overheads (environ 20 minutes pour configurer un plateau ME-DUSE et 15 minutes pour un plateau IFU). Le robot permet de positionner les fibres avec une précision relative de 0.08 arcsec. Le positionnement absolu des plateaux est réalisé grâce à 4 étoiles guides fiduciaires (voir paragraphe suivant).

GIRAFFE est l’unique instrument au monde permettant d’obtenir simultanément la spectrographie intégrale de champ de 15 objets avec une telle résolution spectrale (environ 10000 en mode basse résolution, voir la figure 3.10 plus loin). Comparées aux autres spectrographes à intégrale de champ existants, les IFUs de

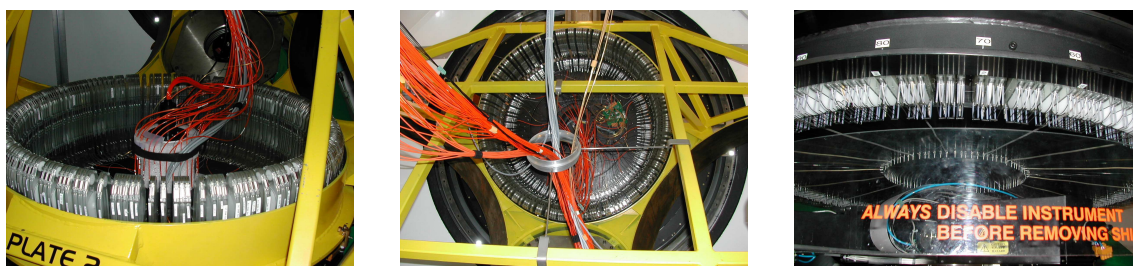


FIG. 3.7 – Plateaux de configuration GIRAFFE. A gauche : plateau en cours de configuration ; le positionneur OzPoz est la structure jaune entourant le plateau. Au milieu : plateau en cours d’observation. Cette partie du positionneur est le prolongement supérieur de la photo de gauche. Les fibres oranges transportent la lumière collectée par les IFUs (non visibles) vers le spectrographe GIRAFFE (non visible), en haut à gauche de la photo. Le dé-rotateur de champ du foyer Nasmyth est visible derrière le plateau (anneau gris foncé). A droite : vue de dessous du plateau en cours de configuration. Le mode MEDUSE a été ici configuré selon une géométrie circulaire pour effectuer une calibration. On aperçoit également quelques fibres optiques reliant les IFUs et les rétracteurs de fibres (en blanc, au bord du plateau). Le robot positionneur est situé au premier plan : son rôle consiste à amener les IFUs de leur zone de stationnement (au niveau des rétracteurs) à une position donnée sur le plateau. Les IFUs sont maintenues sur la plaque par aimantation. Une fois le plateau configuré, le positionneur opère une rotation afin d’échanger le plateau configuré avec le plateau d’observation qui peut être à son tour reconfiguré. Ces photos ont été prises au cours des runs d’observations du temps garanti GIRAFFE de l’observatoire de Paris (Novembre 2003 et Octobre 2004).

GIRAFFE possèdent un faible nombre de pixels (20) ainsi qu’un faible échantillonnage spatial (0.52 arcsec/pixel). Pour comparaison, l’IFU de VIMOS<sup>6</sup> est une matrice de 80x80 fibres de 0.33 arcsec alors que celle de GMOS<sup>7</sup> est une matrice de 25x35 avec un échantillonnage de 0.2 arcsec (voir table 3.1). En revanche ces instruments travaillent à plus basse résolution spectrale : le pari de GIRAFFE est de compenser en partie sa résolution spatiale modérée par une haute résolution spectrale.

### 3.4.2 Préparation des observations

Afin de limiter les pertes photométriques liées au désalignement objet/fibre (voir Annexe A, table A.2.3), la position astrométrique relative des objets doit être connue

<sup>6</sup><http://www.eso.org/instruments/vimos/>

<sup>7</sup><http://www.gemini.edu/sciops/instruments/gmos/gmosIndex.html>

à moins de 0.3 arcsec près, et la durée d'exposition limitée à 2 heures. D'autre part, l'instrument ne dispose pas de mode pré-imageur : il faut à chaque nouvelle observation relier le repère astrométrique de l'instrument à celui du télescope. Ceci est réalisé grâce à 4 étoiles fiduciaires brillantes ( $R \leq 15$ ) qui doivent être fournies par l'observateur dans le même repère astrométrique que les objets : au début de chaque observation, la position du plateau est optimisée relativement à la position de ces 4 étoiles. Afin de ne pas saturer le CCD, ces quatre étoiles doivent être dans un intervalle maximal de 3 magnitudes. Enfin, l'utilisateur doit également fournir une étoile guide brillante ( $R=11$  à 13) nécessaire au guidage du télescope ainsi qu'à l'optique active du miroir primaire du VLT. L'analyseur de front d'onde de l'étoile guide prélève une partie du champ avant le correcteur de champ, ce qui signifie que le champ utile pour FLAMES est vigneté par le sélecteur d'étoile guide. Ceci doit être pris en compte lors de la préparation des observations (voir figure 3.8).

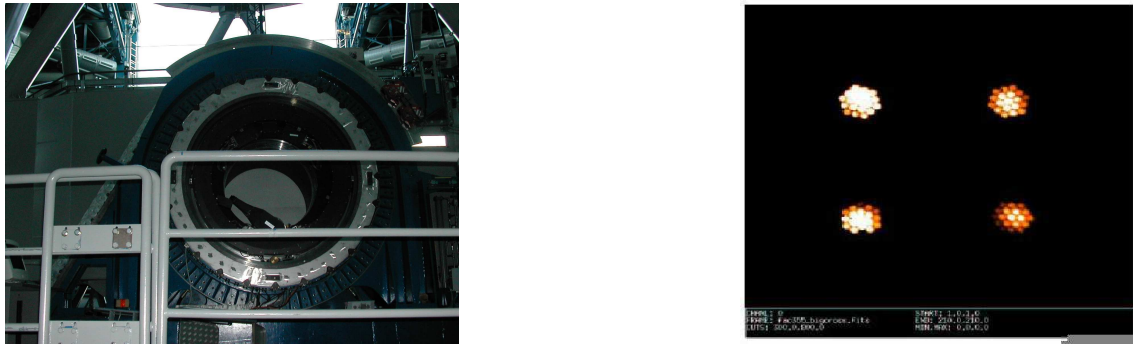


FIG. 3.8 – Contraintes imposées par l'instrument FLAMES lors de la préparation des observations. A gauche : Foyer Nasmyth libre. L'instrument vient se fixer sur le dérotateur de champ (couronne extérieure grise). Le sélecteur d'étoile guide est visible au centre. Celui-ci étant situé *avant* l'instrument, il projette une ombre sur le champ de vue dont il faut tenir compte. Cette photo ont été prises sur l'UT4 à l'occasion d'un run d'observation du temps garanti GIRAFFE de l'observatoire de Paris en Novembre 2003. A droite : étoiles fiduciaires. Chaque étoile est acquise par un FACB (Field Acquisition Coherent Bundle) constitué de 19 fibres optiques. Chaque étoile est imagée dans un quadrant du CCD technique. Ces étoiles servent à ajuster la position du plateau d'observation de manière à faire coïncider les repères astrométriques du télescope et du plateau.

GIRAFFE permet d'étudier la cinématique des galaxies de redshifts intermédiaires ( $0.1 \geq z \geq 1$ ) grâce à la raie en émission [OII]. Cette raie est en général la raie la plus brillante dans les spectres des galaxies spirales après la raie  $H_\alpha$  (Kennicutt, 1992). En moyenne, le flux dans la raie [OII] est deux fois plus faible que celui dans la raie  $H_\alpha$  (Glazebrook *et al.*, 1999). Cette raie est en réalité un doublet

à 3726.1 Å et 3728.8 Å. La résolution de GIRAFFE étant typiquement de 10000 en mode IFU, l'élément d'échantillonnage spectral est de 0.2 Å, ce qui permet de résoudre le doublet [OII]. D'autres raies peuvent également être utilisées à plus bas redshift, comme [OIII] et  $H_\beta$ .

Une fois le catalogue de cibles potentielles réalisé, l'ESO fournit l'outil logiciel FPOSS permettant de préparer les observations (voir figure 3.9). Ce logiciel permet d'optimiser le placement des fibres à partir d'un catalogue constitué d'une liste d'étoiles guides et d'étoiles fiduciaires potentielles et d'un catalogue de cibles auxquelles on a attribué un facteur de priorité individuel. Pour réaliser un setup GIRAFFE-IFU, il est en général nécessaire de disposer de cibles potentielles bien supérieures au nombre d'IFU (15), principalement à cause de l'étroitesse du domaine spectral de chaque configuration (en moyenne environ 70 nm en basse résolution).

Ce dernier point rend l'utilisation de redshifts photométriques (par exemple (Bonzella *et al.*, 2000)) très hasardeuse. En considérant la raie [OII] à  $z=0.7$  et un setup de largeur  $\Delta\lambda=70$  nm, la tolérance permise sur la connaissance du redshift est de  $\delta z = \pm 0.1$ , ce qui implique que les redshifts photométriques soient connus à  $\pm \delta z / (1+z) \leq 0.05$  près. Or les meilleures déterminations de redshifts photométriques conduisent actuellement à des précisions de quelques pour-cents sur  $\delta z / (1+z)$  (Collister et Lahav, 2004; Wolf *et al.*, 2004). D'autre part, il existe toujours une fraction d'objets pour laquelle la détermination du redshift photométrique échoue (par exemple (Hogg *et al.*, 1998)) : la cible sort alors totalement du domaine spectral du setup GIRAFFE utilisé et est donc perdue. Ce type de redshifts doit donc être associé à des priorités faibles lors de l'allocation des fibres.

### 3.4.3 Réduction des données

Le logiciel de réduction des données GIRAFFE a été réalisé aux observatoires de Genève et de Paris (Blecha *et al.*, 2000; Royer *et al.*, 2002). Il comprend les principales étapes nécessaires à la réduction de données obtenues par spectrographie intégrale de champ :

- soustraction du biais ;
- soustraction du dark ;
- soustraction de la lumière diffusée ;
- élimination des rayons cosmiques ;
- localisation des spectres ;
- calibration spectrale ;
- “flat-fielding” ;



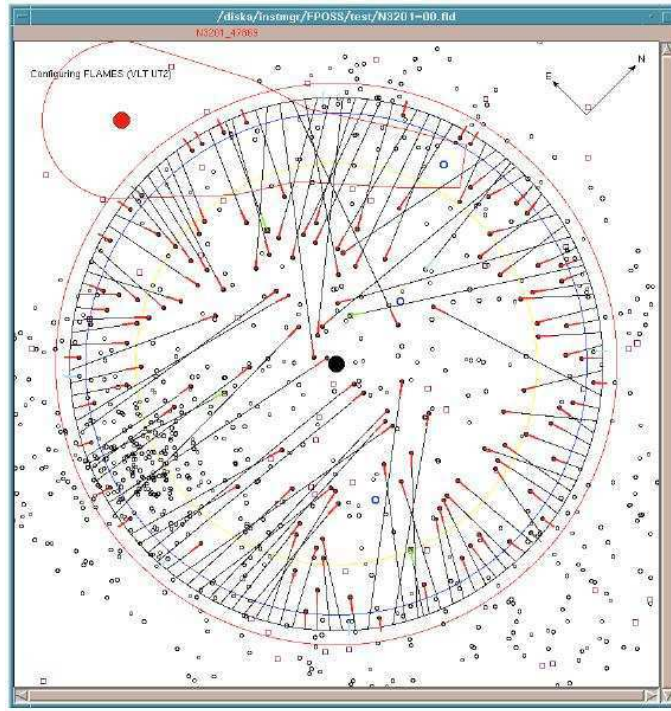


FIG. 3.9 – Exemple de configuration MEDUSE réalisée avec FPOSS (extrait du manuel FPOSS). Le champ de vue Nasmyth est représenté par le cercle extérieur rouge, et l'étoile guide par le disque rouge. Les fibres MEDUSE sont en rouge, les fibres de mesure du fond de ciel en gris clair (non utilisées dans cet exemple) et les FACBs en vert. Les petits cercles noirs représentent des cibles scientifiques potentielles, les petits carrés noirs des étoiles fiduciaires potentielles et les petits cercles bleus des étoiles guides potentielles. Le profil du sélecteur d'étoile guide est représenté en rouge : aucun objet ne peut être observé dans cette zone. Le logiciel FPOSS comporte des algorithmes d'optimisation automatique permettant l'allocation des fibres.

- soustraction de ciel (depuis version 1.11 uniquement) ;
- calibration photométrique ;
- extraction des spectres.

La procédure complète (voir figure 3.10), relativement complexe, est détaillée dans (Blecha *et al.*, 2000) et (Royer *et al.*, 2002).

L'instrument GIRAFFE est un instrument remarquablement stable : il est en général inutile de recalculer le biais à chaque observation (voir (Hanuschik *et al.*, 2004)), de même qu'il est en général inutile de distinguer les deux plateaux pendant la phase de réduction (voir (Pasquini *et al.*, 2004)). Compte-tenu du domaine spectral de fonctionnement de GIRAFFE, le soustraction du dark est la plupart du temps inutile. Comme on s'intéresse uniquement à un petit domaine spectral autour

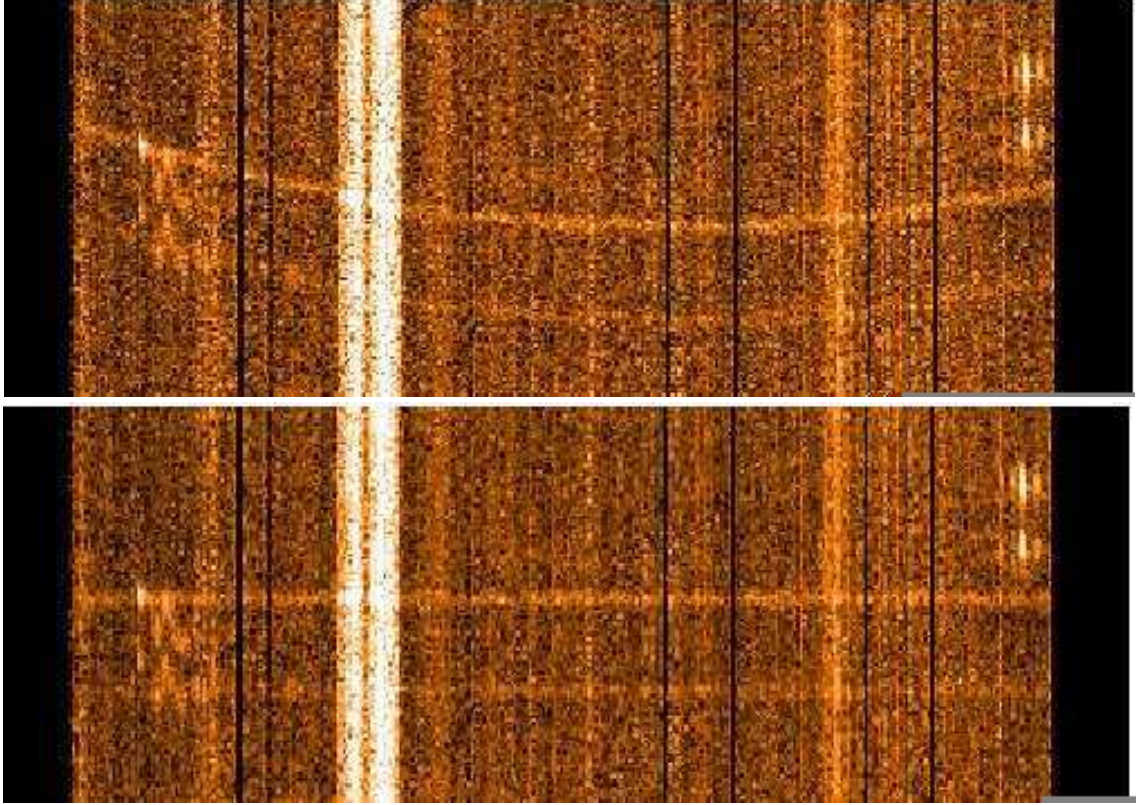


FIG. 3.10 – Reduction de données GIRAFFE avec GIRBLDRS. En haut : image du CCD (données brutes) d’un setup LR4 dans le HDFS. Chaque colonne représente un spectre obtenu par une fibre optique différente (côté bleu du spectre en bas). L’image ne représente qu’une petite partie de la bande passante spectrale. Les colonnes particulièrement lumineuses (sur la gauche) sont des spectres d’étoiles (confusion étoile/galaxie lors de la réalisation du setup). L’optique de GIRAFFE possède une aberration de courbure de champ clairement visible au niveau des raies du ciel (lignes horizontales brillantes courbées). Les raies en émission de deux objets (à gauche et à droite) ont été détectées dans le domaine de longueur d’onde représenté ici. En bas : même région du CCD après réduction ; les raies du ciel sont maintenant horizontales, ce qui signifie que la courbure de champ a été corrigée et que la calibration spectrale des spectres obtenue à partir de lampes à arc est correcte. Lors de cette étape, les spectres ont été corrigés des rayons cosmiques, “flat-fieldés” et “rebinnés” linéairement. La dernière étape consiste à localiser horizontalement les spectres individuels et à les extraire.



d'une raie en émission, il est également inutile de soustraire la lumière diffusée qui n'affecte principalement que la partie supérieure droite du CCD. Enfin, la calibration photométrique simultanée n'est généralement pas utilisée dans le cas de galaxies distantes car les lampes de calibration sont alors beaucoup plus brillantes que les galaxies cibles et polluent les fibres voisines.

Quelques étapes supplémentaires sont encore nécessaires : les premières versions de GIRBLDRS ne permettaient pas la soustraction de ciel, c'est pourquoi cette étape a été dans notre cas réalisée avec nos propres procédures IDL. Les spectres sont alors interpolés linéairement, de manière à être échantillonnés aux mêmes longueurs d'onde que le spectre du ciel qui est ensuite soustrait. Enfin, la dernière étape consiste à assembler les spectres dans un cube de données en respectant l'ordre donné par le mode l'emploi de l'instrument.

Nous avons testé la précision de la calibration en longueur d'onde en mesurant la position d'une raie du ciel dans les spectres obtenus dans chaque fibre d'une même IFU. Nous avons ainsi estimé que l'erreur relative de la calibration en longueur d'onde était de 0.2 km/s, ce qui garantit une excellente précision relative sur les champs de vitesse obtenus.

### 3.4.4 Analyse des données GIRAFFE

La cinématique des raies en émission peut être mesurée soit par une analyse des moments des raies, soit par ajustement, ce qui permet ensuite d'établir à partir de l'analyse complète du cube de données des cartes cinématiques : champs de vitesse (moment d'ordre un ou position centrale de la raie) ou carte de dispersion (moment d'ordre deux ou largeur de la raie). Une courbe de rotation peut alors éventuellement en être déduite en supposant un mouvement de rotation (Teuben, 2002).

En présence de spectres à faible SNR, on utilise habituellement une analyse des moments des raies en émission plutôt qu'un ajustement des raies, car cette technique est en générale plus robuste dans ce cas, surtout lorsque le niveau du continu est faible. A cause de la largeur du pixel de l'IFU GIRAFFE, la largeur des raies n'est pas simplement due aux mouvements aléatoires du gaz mais à leur convolution avec les mouvements ordonnés à plus grande échelle (par exemple la rotation dans le cas d'une galaxie spirale). Ceci a pour conséquence de mélanger les raies du doublet [OII] malgré la haute résolution spectrale de GIRAFFE, lorsque les mouvements à grande échelle sont importants. Il devient alors impossible de calculer un barycentre par raie.

Nous avons donc mis au point une procédure IDL qui permet de sélectionner une zone du spectre à ajuster pour fixer le niveau du pseudo-continuum autour de la raie en émission. La zone ainsi sélectionnée est ensuite ajustée par une double gaussienne avec les contraintes suivantes :

- distances entre les raies :  $2.783 \text{ \AA}$  ;
- largeur des raies identiques ;
- rapport entre les raies du doublet libre.

Le résultat de l'ajustement est donc la position du doublet, la largeur commune aux deux raies et le rapport des raies. Dans un certain nombre de cas (environ 10% des spectres), en raison des incertitudes sur l'ajustement<sup>8</sup>, la valeur du rapport des raies obtenu n'est physiquement pas acceptable car elle est supérieure à 1.5 (Osterbrock, 1989) (voir Figure 3.11). Dans ce cas, nous avons à nouveau ajusté la raie en forçant ce rapport à 1.4, qui est le rapport médian observé dans les spectres intégrés. La figure 3.12 montre le rapport des raies du doublet [OII] en fonction du rapport signal à bruit dans la raie : cet effet n'est pas lié au rapport signal à bruit dans la raie (voir ci-dessous). Des tests ont montré que cet effet pouvait être lié à différents facteurs comme une contamination partielle par une raie du ciel, le niveau du pseudo-continu adopté pour effectuer l'ajustement, ou à un pic particulièrement bruité qui empêche l'algorithme de converger vers une solution physique.

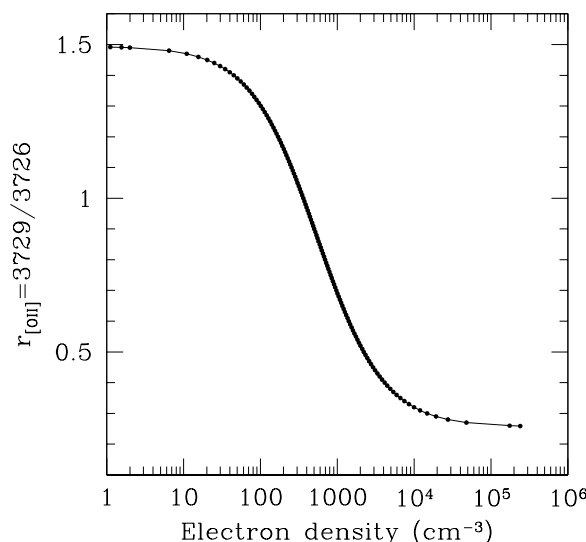


FIG. 3.11 – Rapport du doublet [OII] en fonction de la densité électronique. La calibration utilisée est celle de la tâche IRAF/Nebular-temden (voir chapitre suivant). Les rapports de raies [OII] sont compris entre 0.259 et 1.492.

<sup>8</sup>Ce point est détaillé dans un des articles du chapitre suivant.

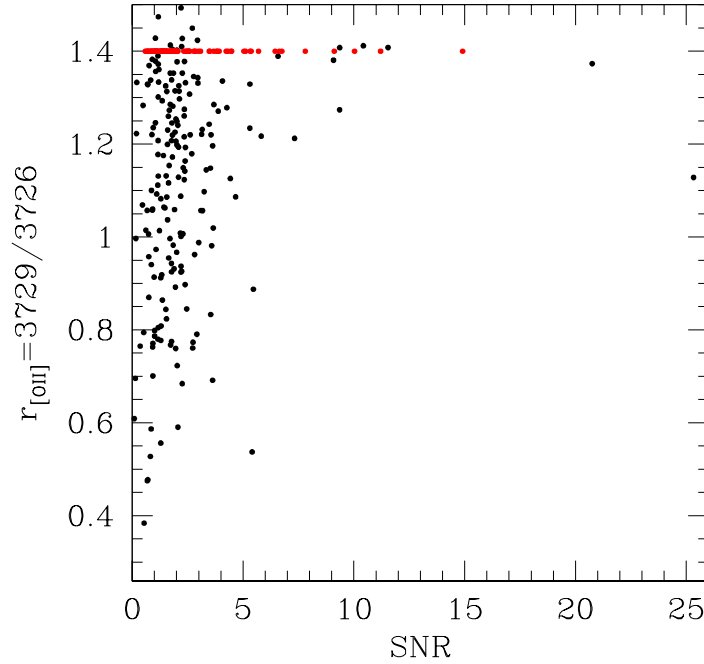


FIG. 3.12 – Rapport du doublet [OII] en fonction du SNR sur l’ensemble des données analysées. Les rapport forcés à 1.4 sont indiqués en rouge et représentent environ 10% des cas, indépendamment du rapport signal à bruit.

Afin de sélectionner les raies ayant suffisamment de signal pour être considérées comme fiables, un critère de sélection en signal à bruit spectral a été appliqué. Dans l’Univers local, le critère utilisé est souvent un seuil (typiquement égal à 1.5 (Amram, 1991)) sur le rapport signal à bruit défini à partir du barycentre en flux (selon l’axe  $y$ ) des raies d’émission  $H_\alpha$  normalisé par l’écart quadratique moyen du continuum (Garrido *et al.*, 2005). Dans notre cas, ce dernier sous-estimerait fortement le rapport signal à bruit dans la raie à cause de la dépression séparant les deux raies du doublet [OII]. Nous avons donc plutôt opté pour un rapport signal à bruit défini à partir du flux intégré dans la raie normalisé par l’écart quadratique moyen du pseudo-continuum entourant la raie. Le rapport signal à bruit moyen dans la raie est obtenu en normalisant à nouveau par le nombre d’éléments de résolution spectrale contenu dans la raie. Un critère minimal de 0.75 sur le SNR moyen dans la raie a été appliqué (ce qui correspond à environ 19 en rapport signal à bruit intégré, voir chapitre suivant).

### 3.4.5 Déconvolution des données GIRAFFE

En raison du petit nombre de pixels constituant l'IFU GIRAFFE, il est tentant d'essayer d'interpoler les cubes de données puis de les déconvoluer afin d'en augmenter la résolution spatiale. Nous avons mis au point une méthode de déconvolution des cubes de données GIRAFFE (et, plus généralement, des cubes de données 3D) utilisant des images à haute résolution obtenues par le télescope spatial Hubble (HST). Un résumé de cette nouvelle méthode ainsi que les premiers résultats scientifiques obtenus sont présentés dans Flores, Puech et al. (2004, lettre reproduite ci-après) : le détail de la méthode sera présenté dans Puech et al. (2006), article actuellement en préparation.

#### Résumé de la Lettre A&A Flores et al. 2004

Cette lettre présente des résultats préliminaires d'observations réalisées avec les IFUs GIRAFFE et analysées en utilisant une nouvelle méthode d'interpolation et de déconvolution des cubes de données utilisant des images UV à haute résolution, prises par le télescope spatial HST. Cette méthode, appelée DisGal-3D, repose sur l'unique hypothèse que la lumière dans l'UV trace les régions de raies en émission. Cette méthode a été testée en utilisant des cubes de données de 20 galaxies locales obtenus par interférométrie Perot-Fabry et artificiellement redshiftées à différents  $z$ . Un ensemble d'environ 60 simulations a ainsi permis de montrer que cette méthode était capable d'atteindre une résolution d'environ 0.4 arcsec (soit 4/5ème d'un pixel GIRAFFE) sur les champs de vitesse déconvolués. Ceux-ci permettent de mesurer  $V_{max}$  à  $\pm 10\%$  près. Des résultats préliminaires sur 3 galaxies à  $0.45 \leq z \leq 0.65$  sont également présentés.

#### Commentaires sur la lettre A&A

Depuis la publication de cette lettre, une erreur a été découverte dans le mode d'emploi de l'instrument GIRAFFE, concernant l'orientation Nord-Est de l'IFU. Ce problème affecte la figure 2 présentée dans cette lettre sans toutefois remettre en cause les conclusions qui sont indépendantes car elles reposent sur des simulations utilisant des données locales.

Cette méthode s'appuie sur une hypothèse en réalité moins forte que la corrélation spatiale entre les images HST dans l'UV et les régions où sont émises la raie [OII]. Pour pouvoir l'utiliser, il suffit que les distributions spatiales du gaz et des étoiles soit corrélées à grande échelle : dans les systèmes en cours de fusion, cette

méthode peut conduire à fortement sous-estimer  $V_{max}$ . Elle doit donc être utilisée avec précaution dans de tels cas, et plus généralement dans tous ceux où la cinématique du gaz ne trace pas nécessairement la dynamique de l’objet, c’est-à-dire son potentiel gravitationnel (inflows/outflows par exemple). Ceci explique pourquoi dans un premier temps, nous avons analysé les données GIRAFFE sans y avoir recours (voir chapitre suivant). Les données sont présentées dans la suite cette thèse en ayant recours à une simple interpolation bilinéaire qui n’a pour but que de faciliter leur visualisation<sup>9</sup>. Les détails concernant cette méthode de déconvolution ainsi que les tests réalisés pour la tester seront présentés dans un futur article, le temps ayant malheureusement manqué pour les inclure dans cette thèse.

Enfin, il est utile de souligner qu’en un pixel donné de l’IFU, cette méthode permet de restaurer une distribution spectrale d’énergie (un spectre) qui a un barycentre (une vitesse) proche de celui qu’aurait ce spectre sans être affecté par le seeing, mais qu’en revanche la distribution en elle-même n’est pas restaurée avec suffisamment de précision pour pouvoir être utilisée directement, par exemple pour une mesure de la dispersion de vitesse.

---

<sup>9</sup>Celle-ci n’est en effet pas évidente lorsque l’on dispose uniquement d’une matrice de 6x4 pixels à laquelle on a enlevé les coins... La raison justifiant l’utilisation de l’interpolation dans les cartes cinématiques est donc strictement d’ordre “cosmétique”.

# GIRAFFE multiple integral field units at VLT: A unique tool to recover velocity fields of distant galaxies<sup>★</sup>

H. Flores<sup>1</sup>, M. Puech<sup>1</sup>, F. Hammer<sup>1</sup>, O. Garrido<sup>1</sup>, and O. Hernandez<sup>2,3</sup>

<sup>1</sup> GEPI, Observatoire de Paris Meudon, 92190 Meudon, France

<sup>2</sup> Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, France

<sup>3</sup> Laboratoire d'Astrophysique Expérimentale et Observatoire du Mont Mégantic, Université de Montréal, Québec, H3C 3J7, Canada

Received 4 March 2004 / Accepted 3 May 2004

**Abstract.** The GIRAFFE spectrograph is unique in providing the integral field spectroscopy of fifteen distant galaxies at the same time. It has been successfully implemented at the second VLT unit within the FLAMES facility. We present GIRAFFE observations acquired during the Guaranteed Time Observation of the Paris Observatory, using total exposure times ranging from 6 to 12 h. The reduced 3D cube of each galaxy has been deconvolved using our new package DisGal3D. This software has been written using the only assumption that UV light traces the emission line regions. The comparison between GIRAFFE spectra and HST imagery allows us to recover details on velocity fields as small as 0.3–0.4 arcsec. It has been successfully tested using Fabry Perot observations of nearby galaxies purposely redshifted to large distances. We present here preliminary results for three distant galaxies at  $0.45 < z < 0.65$ , whose velocity fields have been derived with exquisite spectral ( $R = 10\,000$ ) and spatial resolutions. Observed velocity fields range from disturbed fields expected in major merger events to those of regular spiral with minor perturbations. For the latter, one could accurately derive the dynamical major axis and the maximal rotational velocity. We conclude that dynamical properties of a large number of distant galaxies can be routinely derived at VLT. This opens a new avenue towards the understanding of the galaxy formation and evolution during the last 8 Gyr.

**Key words.** galaxy formation – velocity field – star formation rate – 3D spectroscopy

## 1. Introduction

Studies of galaxies at intermediate redshift ( $0.4 < z < 1.2$ ) have revealed large changes of galaxy properties during the last 8 Gyr, which follow the strong declines of the cosmic star formation density (Lilly et al. 1996; Flores et al. 1999) and of the merging rate (Le Fèvre et al. 2000). Indeed, galaxies at intermediate redshift have complex morphologies and colors different from those of the Hubble sequence and they show metal abundances lower than those of present day galaxies (Hammer et al. 2004). Major contributors for this evolution have been identified to be luminous IR galaxies (LIRGs) and luminous compact galaxies (Flores et al. 1999; Hammer et al. 2001). Besides the numerous studies of their photometric and chemical properties, very little is known about the dynamical properties of galaxies beyond  $z = 0.1$ .

The Tully-Fisher relation is hard to reproduce in simulations (Steinmetz & Navarro 1999), and it is of prime importance to study its evolution until  $z = 1$ . Significant changes of the slope of the Tully-Fisher relation are expected in the

distant Universe ( $z \sim 1$ , Ferreras & Silk 2001) and this would be the best observable to explore the star formation process in disk galaxies. The TF relation at high redshift has been investigated by several studies using slit spectroscopy (Simard & Pritchet 1998; Bershadsky et al. 1999; Vogt et al. 2000; Barden et al. 2003; Böhm et al. 2004). Most of them have revealed a brightening of the rest frame *B*-band, but its magnitude (from 0.2 to 1.1 mag) as well as the constraints on the TF slope (see Fig. 10 in Ferreras & Silk) are far from being predictive up to now. Kinematics studies using 3D spectroscopy appear to be a pre-requisite to sample the whole Velocity Field (hereafter VF) of individual galaxies to distinguish between interacting and non-interacting galaxies (Mendes de Oliveira et al. 2003), and to limit uncertainties related to the major axis determination. Such effects have been already tested for nearby spirals by comparing Fabry-Perot (hereafter FP) observations with long-slit spectroscopies. The latter can easily provide under or over estimates of the maximum velocity by factors reaching 50% (Amram et al. 1995). Could slit spectroscopy be appropriate for distant galaxies which are actively forming stars (up to rates larger than  $100 M_{\odot}/\text{yr}$ ) and where the frequency of interactions is very common? It seems that our present knowledge of the dynamics of distant galaxies is very poor, maybe comparable

Send offprint requests to: H. Flores,  
e-mail: hector.flores@obspm.fr

<sup>★</sup> Based on ESO GTO programs No 71.A-0322(A) and 72.A-0169(A).

to that provided from long slit spectroscopy of local galaxies in the beginning of the last century (Wolf 1914). During the last 20 years, 2D velocity fields obtained from scanning FP interferometers (and more recently also from integral field and side by side long slit spectroscopy) have proved to be powerful kinematic tools to investigate the properties of nearby galaxies (Veilleux et al. 2001; Kosugi et al. 1995; Swinbank et al. 2003; Mendes de Oliveira et al. 2003; Garrido et al. 2004; Ostlin et al. 2001).

To observe VF of distant galaxies, the integral mode IFU of FLAMES/GIRAFFE at VLT seems particularly well suited. Compared to available integral field instruments (e.g. GEMINI/GMOS, Swinbank et al. 2003), the FLAMES/GIRAFFE instrument and its IFU mode provide 3D spectroscopy of fifteen distant galaxies at the same time on a 20 arcmin FoV, thus this instrument optimizes the long exposure time needed to observe faint objects. Moreover, with IFUs, spectra are directly observed within each pixel and no further analysis is needed in contrary of FP data.

In this paper, we present the preliminary analysis of three (among 50) distant galaxies up to  $z = 0.7$  which have been observed with GIRAFFE/IFU (Sect. 2). In Sect. 3 we present our new package **DisGal3D** which has been purposely developed to derive galaxy VF using the combination of GIRAFFE/IFU spectroscopy and HST/F606W imagery. A major purpose of this paper is to derive the accuracy of our method determining the maximal velocity as well as distinguishing disturbed VF from those, more regular, typical of spiral galaxies. In Sect. 4 we present our first results on distant galaxies.

## 2. Observations

As part of Guaranteed Time Observation programs of the Paris Observatory (P.I: F. Hammer) more than 50 distant galaxies have been observed, using the ESO VLT/FLAMES facility, IFU mode ( $3'' \times 2''$  array of 20 square  $0.52''$  width microlenses) with setups L04 ( $R = 0.55 \text{ \AA} - 30 \text{ km s}^{-1}$ ) and L05 ( $R = 0.45 \text{ \AA} - 22 \text{ km s}^{-1}$ ), and integration times from 4 to 12 h (ESO runs No. 71.A-0322(A) and 72.A-0169(A)). Observational seeing during  $1 \text{ h} \times n$  exposures was ranging from 0.4 to 0.8 arcsec. Data reduction has been done using the dedicated software BLDRS developed at the Geneva Observatory (<http://girbltrs.sourceforge.netweb>). Sky subtraction has been made using standard IRAF and written purpose IDL tools. The three galaxies presented here have been selected from their morphological properties, ranging from an apparently well formed disk (03.0508) to an extreme case of merging (03.1309). Table 1 summarizes observational strategy and deduced parameters of the three distant galaxies presented in this paper.

## 3. Analysis

VF of galaxies have been reconstructed using a dedicated IDL package named DisGal3D. DisGal3D includes a guided microscanning algorithm and a standard deconvolution method to reconstruct VF using 3D observations. It will be detailed in a forthcoming paper (Puech et al. 2004 in preparation, hereafter P04). Our method has been validated using ten FP cubes

of nearby galaxies observed at the mont Megantic (Hernandez et al. 2004 in preparation) and Haute Provence Observatories (Garrido et al. 2004). Galaxies have been redshifted in order to simulate GIRAFFE IFU spatial observational conditions but no specific spectral treatment has been done. Several simulated GIRAFFE data cubes at different seeings (from 0.6 to 1) have been produced.

Our deconvolution method proceeds in a two main steps algorithm. The first one consists of interpolating the GIRAFFE data cube through a guided microscanning thanks to HST/F606W images (Chemin et al. 2003). Here is the single assumption of our method, that is, the emission line regions are traced by the UV light. Indeed both UV and [OII] are directly or indirectly associated to hot star emissions and their luminosities correlates well (Swinbank et al. 2003; Hammer & Flores 1998). Notice that [OII] line fall in the F606 filter at  $z = 0.4-0.8$ . At this stage, only the spatial sampling has been increased and the spatial resolution remains still unchanged. The second step consists of a standard Maximum Entropy deconvolution method of each spatial slice of the interpolated cube. Spatial resolution is then improved down to approximatively one/half a GIRAFFE pixel ( $0.52''$ ). Thus, no kinematical assumption has been made, since our method is not model-dependent. We then do background subtraction, line symmetrisation and central wavelength estimation by a barycenter method (Garrido et al. 2002). Our software include classical box smoothing or a filtering process based on wavelets decomposition (P04).

Simulated deconvolved GIRAFFE cubes have been then compared to original FP observations (Fig. 1). Our analysis demonstrates that GIRAFFE VF are equivalent to smoothed FP observations. This method allows us to discriminate between disturbed and spiral like galaxies. Figure 1 shows one of the nearby galaxy used to test our software. A preliminary analysis of residuals between Figs. 1c and 1d indicates that structures with sizes  $>0.3-0.5$  arcsec are recovered (P04). A preliminary study of deducted rotation curves shows that  $\Delta V$  should be recovered within a 10% error (P04).

## 4. Results

To derive the VF of each galaxy we have used the well resolved [OII][3726.2, 3728.9]  $\text{\AA}$  doublet emission lines. Figure 2 displays the three optical I-band images (upper panel) superimposed to the IFU bundle and the respective reconstructed isovelocitys (lower panel) superimposed to high resolution HST images in rest frame UV-band. CFRS03.0508 presents a regular VF with isovelocity lines which suggest a possible warp of the E-N side of the disk, probably due to the companion at the same redshift, 60 kpc off and opposite to it. CFRS03.9003 was classified by Brinchmann et al. (1998) as a spiral galaxy. However after analysing its colormap, Zheng et al. (2004) classify it as an irregular. It is forming stars at a very high rate,  $\sim 75 M_{\odot}/\text{yr}$  (Flores et al. 2004). At  $z = 0.619$ , CFRS03.9003 present a symetric VF with a peculiar pattern of the isovelocity lines. For the two above galaxies we have been able to derive their rotation curves using the ADHOCw package (<http://www-obs.cnrs-mrs.fr/adhoc/adhoc.html>),

**Table 1.** Observational and deduced parameters of the three distant galaxies.

CFRS	$z$	$I$	$M_B$	$f_{\lambda}^a$	$(f_{\lambda}/A)^a$	$T_{\text{int}}$	$S/N^b$	Morph <sup>c</sup>	VF <sup>d</sup>	D.P.A. <sup>e</sup>	O.P.A. <sup>f</sup>	$i^f$	$V_{\text{max}}^e$
03.0508	0.464	21.9	-20.01	31.0	11.2	6hr	446	Sp	Sp	119±5	143±2	39±3	70
03.1309	0.617	20.6	-21.76	14.9	8.0	12hr	182	Merger	Merger	N.A.	N.A.	N.A.	N.A.
03.9003	0.619	20.8	-21.51	21.3	1.5	12hr	310	Sp/Ir	Warp Sp	296±5	326±2	52±3	190

<sup>a</sup> [OII] integrated from VLT/FORS spectroscopy and [OII] per arcsec<sup>2</sup>. Fluxes in units of  $\times 10^{-16}$  ergs/s/cm<sup>2</sup>/Å and  $\times 10^{-16}$  ergs/s/cm<sup>2</sup>/Å/arcsec<sup>2</sup> using HST images to measure the surface of object.

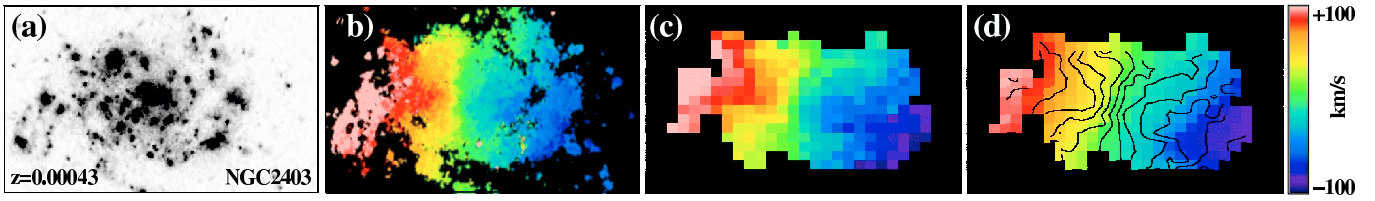
<sup>b</sup> Total  $S/N$  from reconstructed spectrum using the 20 IFU channel spectra.

<sup>c</sup> From HST images (Brinchman et al. 1998; Zheng et al. 2004).

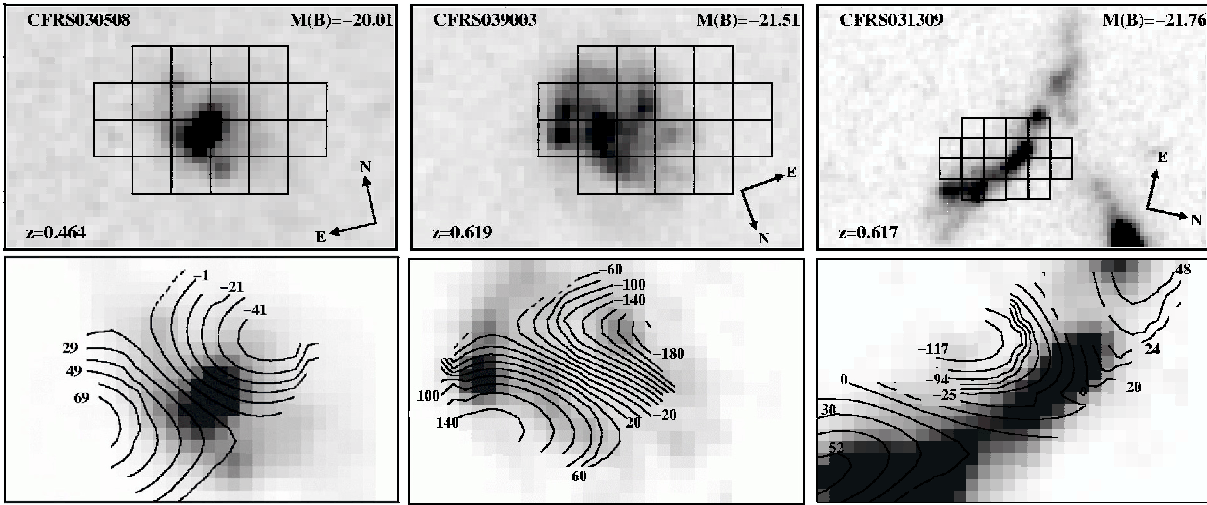
<sup>d</sup> Dynamical morphology from reconstructed velocity field.

<sup>e</sup> Principal axis and maximum velocity deduced using ADHOCw package (<http://www-obs.cnrs-mrs.fr/adhoc/adhoc.html>).

<sup>f</sup> Optical principal axis and inclination deduced from HST  $I$ -band images.



**Fig. 1.** Example of performed DisGal3D tests with nearby galaxies (here NGC 2403, observed with FanTOMM  $R = 27\,000$ , Hernandez et al. 2004 and Gach et al. 2003). **a)**  $H\alpha$  map used during the deconvolution process (see text). **b)** VF obtained by FP observation at the mont Megantic Observatory (1.6 arcsec/pix). **c)** Same VF obtained with the galaxy redshifted to  $z \sim 0.22$  (0.1 arcsec/pix corresponding to the HST/WFPC2 sampling). **d)** Deconvolved VF obtained by DisGal3D after convolution of the redshifted galaxy by a 0.6 arcsec seeing (see text). Superimposed isovelocities are those from c).

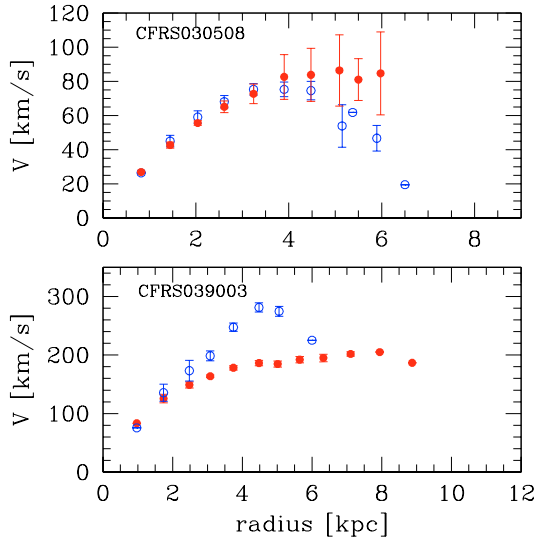


**Fig. 2.** *Up:* positions of the  $3 \times 2$  arcsec<sup>2</sup> IFU bundle on sky, superimposed to HST  $I$ -band images. *Down:*  $3 \times 2$  arcsec isovelocities of observed galaxies derived with DisGal3D. Each velocity field has been previously cleaned spatially by a sky level thresholding and spectrally by a  $S/N$  line thresholding. All features identified as possible extrapolation/deconvolution artifacts are removed before computing isovelocities within ADHOCw. Photometry in background is HST  $V$ -band, used during the deconvolution process (see text). The dynamical axis is much better defined than the optical axis, which is color dependent and may be affected by many irregularities.

see Table 1 and Fig. 3). To derive a rotation curve from a VF, one needs to correct from projection effects on the plane of the sky. The simplest way to do it is to first estimate the kinematical parameters  $i$  (inclination angle of the galaxy), PA (Position Angle of the dynamical major axis),  $(X_C, Y_C)$  (dynamical center) and  $V_{\text{sys}}$  (systemic velocity). Afterwards, these parameters are visually optimized within ADHOCw until the rotation

curve reaches a sufficient degree of symmetry (at least in the rise of the curve if asymmetries occur in the VF). In our case, estimates are based on photometric PA, center and inclination (outer isophot determined by SExtractor). The most spectacular galaxy is a giant merger, CFRS031309 at  $z = 0.617$  (Flores et al. 2004). The VF is extremely irregular and somewhat chaotic as revealed by sharp variations of the velocity along





**Fig. 3.** Preliminary rotational velocity curves (corrected from projection effects) of CFRS03.0508 (*up*) and CFRS03.9003 (*down*) deduced using ADHOCw (preceding sides are in blue/empty circles). Both reveal a perturbed side due to possible disturbances in the VF. Each point/error bar represents the average/scatter obtained on a 1 pixel crown ( $\sim 0.1$  arcsec) spreading over given angular sector centered on PA (respectively 40 and 36 degrees). In the case of CFRS03.0508, the decreasing side is likely due to an interaction with the nearby companion.

this “chain” galaxy. These can be taken as evidences for strong interactions, meaning that this system is evolving rapidly as proved also by its very high star formation rate ( $\sim 200 M_{\odot}/\text{yr}$ , Flores et al. 2004).

## 5. Conclusion

From a preliminary analysis of three isolated field galaxies observed with the FLAMES facility (GIRAFFE/IFU mode), we show its efficiency in producing VF of distant galaxies. Our main conclusions are:

- 3D spectroscopy with GIRAFFE IFUs is able to distinguish disturbed VF from those of regular spirals;
- maximal velocity of distant regular spirals can be estimated within  $\Delta V = 10\%$ , an accuracy which can be only obtained with 3D spectroscopy;
- with its 15 deployable IFUs, VLT/GIRAFFE is the best tool to establish a robust Tully Fischer relation up to  $z = 1.2$ , which is independent of galaxy interactions or of crude assumptions on the VF (major axis, inclination, barycenter).

Further tests must be done about the capability to distinguish finer dynamical details such as minor merger, bars and warps.

This is related to the spatial accuracy of our observations and of our deconvolution techniques. We will also investigate whether (heavy) extinction can affect our results. Establishing the VF of several hundreds of distant galaxies is now within the capabilities of the VLT and this is a new tool to investigate how the Hubble sequence was formed. A preliminary public release of DisGal3D will be soon available.

*Acknowledgements.* We are especially indebted to P. Amram and C. Carignan who provide us with several datacubes of velocity fields of nearby galaxies, including those from the GHASP project. We thank I. Fuentes-Carrera and C. Balkowski for useful discussions and advices. We wish to thank the excellent work of the GIRAFFE team at Paris-Meudon Observatory as well as at ESO and Geneva Observatory (the FLAMES consortium). H.F. and M.P. wish to thank the ESO Paranal staff for their reception and very useful advices.

## References

- Amram, P., Boulesteix, J., Marcelin, M., et al. 1995, *A&AS*, 113, 35  
 Barden, C., Lehnert, M., Tacconi, L., et al. 2003, *ApJL*, submitted [arXiv:astro-ph/0302392]  
 Bershadsky, M., Haynes, M., Giovanelli, R., et al. 1999, *ASP Conf. Ser.*, 182  
 Böhm, A., Ziegler, B., Saglia, R., et al. 2004, *A&A*, 420, 97  
 Brinchmann, J., Abraham, R., Schade, D., et al. 1998, *ApJ*, 499, 112  
 Chemin, L., Cayatte, V., Balkowky, C., et al. 2003, *ASP Conf. Proc.*, V275, 101  
 Ferreras, I., & Silk, J. 2001, *ApJ*, 557, 165  
 Flores, H., Hammer, F., Thuan, T., et al. 1999, *ApJ*, 517, 148  
 Flores, H., Hammer, F., Elbaz, D., et al. 2004, *A&A*, 415, 885  
 Garrido, O., Marcelin, M., & Amram, P. 2004, *MNRAS*, 349, 225  
 Gach, J., Hernandez, O., Boulesteix, J., et al. 2002, *PASP*, 114, 1043  
 Hammer, F., Gruel, N., Thuan, T. X., Flores, H., & Infante, L. 2001, *ApJ*, 550, 570  
 Hammer, F., Flores, H., Liang, Y., et al. 2004, submitted  
 Hammer, F., & Flores, H. 1998, *Proc XVIIIth Moriond meeting*  
 Hernandez, O., Gach, J., Carignan, C., et al. 2003, *SPIE*, V4841, 1472  
 Kosugi, G., Ohtani, H., Sasaki, T., et al. 1995, *PASP*, 107, 474  
 Mendes de Oliveira, O., Amram, P., Plana, H., et al. 2003, *AJ*, 126, 2635  
 Le Fevre, O., Abraham, R., Lilly, S., et al. 2000, *MNRAS*, 311, 565  
 Lilly, S., Le Fevre, O., Hammer, F., et al. 1996, *ApJ*, 460, 1  
 Ostlin, G., Amram, P., Bergvall, N., et al. 2001, *A&A*, 374, 800  
 Swinbank, M., Smith, J., Bower, R., et al. 2003, *ApJ*, 598, 162  
 Simard, L., & Pritcher, C. 1998, *ApJ*, 505, 96  
 Steinmetz, M., & Navarro, J. 1999, *ApJ*, 513, 555  
 Tully, R., & Fisher, J. 1977, *A&A*, 54, 661  
 Veilleux, S., Shopbell, P., Miller, S., et al. 2001, *AJ*, 121, 198  
 Vogt, N. 2000, *ASP Conf. Proc.*, 240, 89  
 Wolf, M. 1914, *Vierteljahresschrift Astron Gessel*, 49, 162  
 Zheng, Z., Hammer, F., Flores, H., et al. 2004, *A&A*, accepted

## 3.5 Outils logiciels

Nous avons été amenés à développer plusieurs codes afin de simuler des cubes de données et/ou d'en faciliter l'analyse. Nous donnons ici un rapide descriptif de ces outils logiciels.

### 3.5.1 DisGal-1D

Un certain nombre de procédures repose en partie sur cet ensemble d'opérations élémentaires agissant sur des "spectres 1D"<sup>10</sup> et qui permettent :

- une soustraction du ciel ;
- un calcul du rapport signal à bruit ;
- une analyse des moments des raies en émission ;
- un calcul des largeurs équivalentes des raies en émission.

DisGal-1D comporte également un ensemble de méthodes permettant des tâches plus avancées :

- filtrage des spectres conservant l'intégrité des raies en émission (voir figure 3.13) : masquage des régions du ciel et des raies en émission, utilisation de méthodes de filtrage avancées telles que le filtrage de Savitsky-Golay (Press *et al.*, 1989) ou de méthodes à base d'ondelettes (Starck *et al.*, 2002) ;
- ajustement du continuum à partir de bibliothèques de spectres d'étoiles avec 3 méthodes d'ajustement différentes : minimisation par moindres carrés, algorithmes de Monte-Carlo et de Metropolis (méthode non-linéaire).

Ces procédures ont été implémentées en C dans une version alpha par Francois Orioux lors de son stage de 2ème année d'école d'ingénieur, stage encadré par Hector Florès et moi-même (Orioux 2004<sup>11</sup>). L'ensemble des procédures est en cours de test et certaines d'entre elles ont été utilisées lors de l'analyse des données GIRAFFE, ainsi que pour une étude des spectres de galaxies hôtes de sursauts gamma.

### 3.5.2 Simulation de cubes de données

Il est possible de simuler la dynamique des galaxies spirales en utilisant des relations liant la dynamique des étoiles (vitesses et dispersions) et la photométrie des galaxies spirales (voir (van der Kruit, 2002; Kregel et van der Kruit, 2005; Kregel

---

<sup>10</sup>Nous désignons par "spectre 1D" un spectre classique (flux vs. longueur d'onde) par opposition aux cubes de données 3D regroupant plusieurs spectres 1D.

<sup>11</sup>Orioux F., *Traitement et analyse de données à bas signal sur bruit pour la spectroscopie en astronomie*, Stage de seconde année d'Ecole d'Ingénieur (ESEO), 2004.

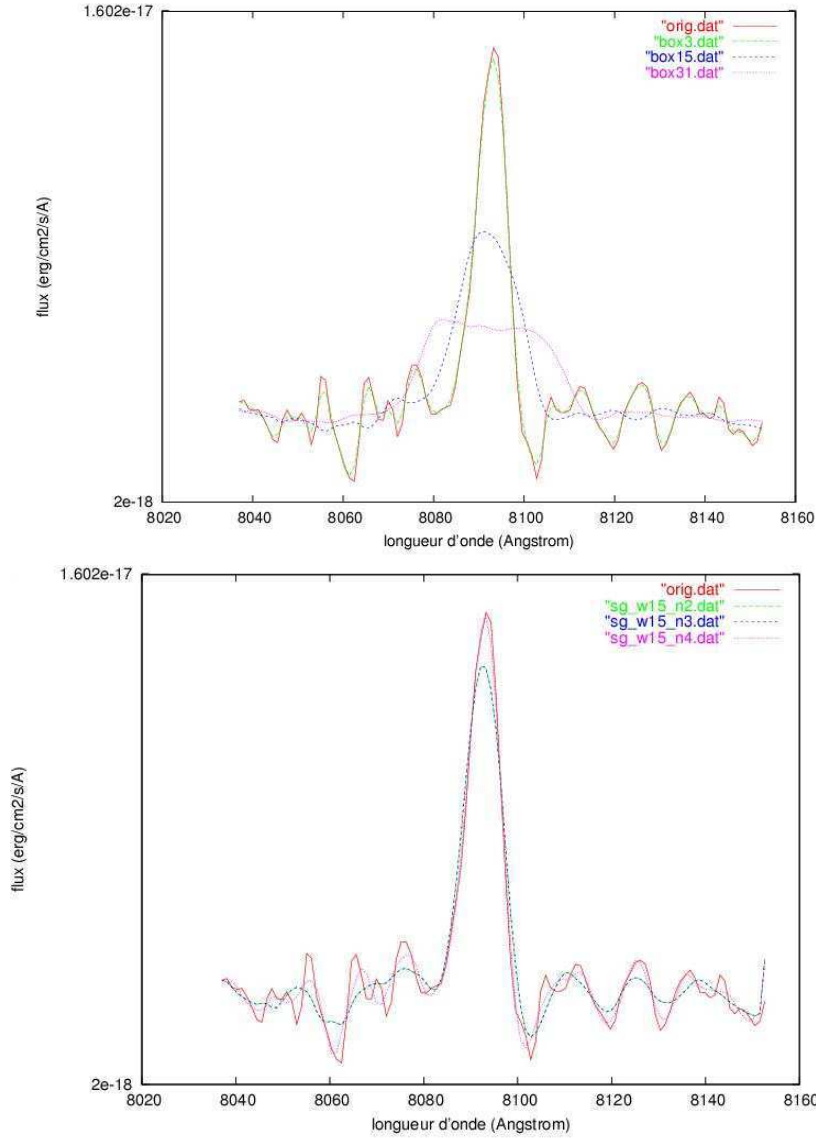


FIG. 3.13 – Exemples de filtrage d’un spectre 1D selon différentes techniques (extrait de Orioux 2004). La raie en émission présentée (courbes en rouge) est extraite du spectre de la galaxie CFRS03.1349 obtenu par FORS1 (Hammer *et al.*, 2001). De haut en bas : spectre filtré par une méthode de lissage consistant à moyenner le signal sur fenêtre rectangulaire glissante de 3, 15 et 31 pixels (“smoothing” usuel) ; spectre filtré par un filtre de Savitsky-Golay avec une fenêtre de taille 15 pixels et un ordre de 2, 3 et 4 (ordre de la spline utilisée). L’utilisation d’une fenêtre glissante modifie la résolution spectrale et les moments d’ordre supérieur à un (barycentre) de la raie, ce qui n’est pas le cas lorsqu’un filtre de Savitsky-Golay est utilisé (et à condition que celui-ci soit correctement paramétré). La méthode de Savitsky-Golay a été couramment utilisée dans la suite de cette thèse.

*et al.*, 2005) pour une synthèse de ces corrélations). En supposant alors que le gaz suit la dynamique des étoiles (ce qui est approximativement le cas pour les spirales de type tardif (Vega Beltrán *et al.*, 2001)) on peut alors entièrement modéliser les distributions de flux, vitesse et dispersion de vitesse le long de la ligne de visée (cette modélisation peut même inclure un modèle simple de distribution de poussière). En supposant que la largeur équivalente de la raie en émission que l’on cherche à simuler est constante en fonction du rayon de la galaxie, on peut ensuite simuler un cube de données 3D complet. Cette méthode reste toutefois limitée à la simulation de galaxies spirales tardives.

Nous avons donc développé un ensemble de procédures permettant de simuler directement des cubes de données GIRAFFE à partir d’un champ de vitesse, d’une carte de dispersion et d’une image représentant le flux dans la raie d’émission à simuler. En pratique, nous avons utilisé en entrée les champ de vitesse, carte de dispersion et carte de densité surfacique de masse du gaz établies à partir de simulation hydrodynamique réalisées par (Cox *et al.*, 2004). La carte de densité surfacique de masse du gaz est convertie en carte de formation stellaire en utilisant une loi de Schmidt (Schmidt, 1959; Kennicutt, 1998), puis en carte de flux  $H_\alpha$  en utilisant la relation de (Kennicutt, 1998). La raie  $H_\alpha$  est alors simulée en supposant une forme gaussienne échantillonnée à la résolution spectrale de GIRAFFE : sa position est donnée par le champ de vitesse et sa largeur par la carte de dispersion. Le seeing est simulé par une PSF turbulente de seeing et une échelle externe de turbulence données (Tokovinin, 2002), elle-même simulée à partir d’un modèle de von Karman de la turbulence atmosphérique (voir chapitre 5). Le cube à haute résolution spatiale simulé est “redshifté” au  $z$  en modifiant l’échelle angulaire du pixel en fonction du redshift (seuls les aspects spatiaux sont donc pris en compte). Ces simulations permettent de simuler des observations GIRAFFE à partir de la raie  $H_\alpha$ , même si celle-ci est bien évidemment inobservable avec cet instrument : le but est de simuler uniquement l’aspect spatial en faisant “comme si” la raie  $H_\alpha$  était la raie [OII]. On néglige donc la nature spectrale de la raie [OII], c’est-à-dire le fait qu’elle soit un doublet : on suppose que la résolution spectrale, ainsi que la procédure d’analyse des spectres, permettent de séparer efficacement les raies du doublet<sup>12</sup>. C’est ce code qui a été utilisé dans les articles présentés au chapitre suivant.

## Bibliographie

AMRAM P. *Etude cinématique DU gaz ionisé dans les galaxies spirales. Importance de l’environnement : galaxies binaires et galaxies d’amas*. Marseille : Université de Provence, 1991 1991.

<sup>12</sup>Ceci se révèle exact dans environ 80% des galaxies, voir chapitre suivant.

- AMRAM P., ADAMI C., BALKOWSKI C., BLAIS-OUELLETTE S., BOSELLI A., BOULESTEIX J., CARIGNAN C., CAYATTE V., CHEMIN L., GACH J.L., GARRIDO O., HERNANDEZ O., MARCELIN M., MICHEL-DANSAC L., PLANA H., RUSSEIL D., VOLLMER B., et WOZNIAK H. GHASP : A 3-D Survey of Spiral and Irregular Galaxies at H $\alpha$ . *ApJSS*, 281, 393 2002.
- AMRAM P., BOULESTEIX J., MARCELIN M., BALKOWSKI C., CAYATTE V., et SULLIVAN W.T. H $\alpha$  velocity fields and rotation curves of galaxies in clusters. III. Nine galaxies in DC 1842-63. *A&AS*, 113, 35 1995.
- AMRAM P., MENDES DE OLIVEIRA C., BOULESTEIX J., et BALKOWSKI C. The H $\alpha$  kinematic of the Cartwheel galaxy. *A&A*, 330, 881 1998.
- ARGYLE E. A Spectrometer Survey of Atomic Hydrogen in the Andromeda Nebula. *ApJ*, 141, 750 1965.
- AVILA G., GUINOUARD I., JOCOU L., GUILLON F., et BALSAMO F. Optical fiber link between OzPoz, GIRAFFE, and UVES (FLAMES project). Dans *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes. Edited by Iye, Masanori; Moorwood, Alan F. M. Proceedings of the SPIE, Volume 4841, pp. 997-1005 (2003).*, 997–1005 2003.
- BABCOCK H.W. The rotation of the Andromeda Nebula. *Lick Observatory Bulletin*, 19, 41 1939.
- BEAUVAIS C. et BOTHUN G. Precision Velocity Fields in Spiral Galaxies. I. Noncircular Motions and rms Noise in Disks. *ApJS*, 125, 99 1999.
- BEAUVAIS C. et BOTHUN G. Precision Velocity Fields in Spiral Galaxies. II. Rotation Curves. *ApJS*, 136, 41 2001.
- BEGEMAN K.G. H I rotation curves of spiral galaxies. I - NGC 3198. *A&A*, 223, 47 1989.
- BLECHA A., CAYATTE V., NORTH P., ROYER F., et SIMOND G. Data-reduction software for GIRAFFE, the VLT medium-resolution multi-object fiber-fed spectrograph. Dans *Proc. SPIE Vol. 4008, p. 467-474, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds.*, 467–474 2000.
- BOLZONELLA M., MIRALLES J.M., et PELLÓ R. Photometric redshifts based on standard SED fitting procedures. *A&A*, 363, 476 2000.
- BURBIDGE E.M. et BURBIDGE G.R. Motions in Barred Spiral Galaxies. I. The Nuclei of NGC 1097 and NGC 1365. *ApJ*, 132, 30 1960.
- COLLISTER A.A. et LAHAV O. ANNZ : Estimating Photometric Redshifts Using Artificial Neural Networks. *PASP*, 116, 345 2004.
- COURTEAU S. Optical Rotation Curves and Linewidths for Tully-Fisher Applications. *AJ*, 114, 2402 1997.
- COURTÈS G. Méthodes d'observation et étude de l'hydrogène interstellaire en émission. *Annales d'Astrophysique*, 23, 115 1960.
- COURTÈS G. SYMPOSIUM ON INSTRUMENTAL ASTRONOMY : Interferometric studies of emission nebulosities. *AJ*, 69, 325 1964.
- COX T.J., PRIMACK J., JONSSON P., et SOMERVILLE R.S. Generating Hot Gas in Simulations of Disk-Galaxy Major Mergers. *ApJ*, 607, L87 2004.
- DALE D.A., GIOVANELLI R., HAYNES M.P., HARDY E., et CAMPUSANO L.E. Seeking the Local Convergence Depth. IV. Tully-Fisher Observations of 35 Abell Clusters. *AJ*, 118, 1468 1999.
- DALE D.A., GIOVANELLI R., HAYNES M.P., SCODEGGIO M., HARDY E., et CAMPUSANO L.E. Seeking the Local Convergence Depth. I. Tully-Fisher Observations of the Clusters A168, A397, A569, A1139, A1228, and A1983. *AJ*, 114, 455 1997.

- DALE D.A., GIOVANELLI R., HAYNES M.P., SCODEGGIO M., HARDY E., et CAMPUSANO L.E. Seeking the local convergence depth. II - Tully-Fisher observations of the clusters A114, A119, A194, A2295, A2457, A2806, A3193, A3381, and A3744. *AJ*, 115, 418 1998.
- ERB D.K., SHAPLEY A.E., STEIDEL C.C., PETTINI M., ADELBERGER K.L., HUNT M.P., MOORWOOD A.F.M., et CUBY J.G. H $\alpha$  Spectroscopy of Galaxies at  $z > 2$  : Kinematics and Star Formation. *ApJ*, 591, 101 2003.
- FRIDMAN A.M., AFANASIEV V.L., DODONOV S.N., KHORUZHII O.V., MOISEEV A.V., SIL'CHENKO O.K., et ZASOV A.V. The orientation parameters and rotation curves of 15 spiral galaxies. *A&A*, 430, 67 2005.
- FUENTES-CARRERA I., ROSADO M., AMRAM P., DULTZIN-HACYAN D., CRUZ-GONZÁLEZ I., SALO H., LAURIKAINEN E., BERNAL A., AMBROCIO-CRUZ P., et LE COARER E. The isolated interacting galaxy pair NGC 5426/27 (Arp 271). *A&A*, 415, 451 2004.
- GARRIDO O., MARCELIN M., et AMRAM P. GHASP : an H $\alpha$  kinematic survey of spiral and irregular galaxies - III. 15 new velocity fields and study of 46 rotation curves. *MNRAS*, 349, 225 2004.
- GARRIDO O., MARCELIN M., AMRAM P., BALKOWSKI C., GACH J.L., et BOULESTEIX J. GHASP : an H $\alpha$  kinematic survey of spiral and irregular galaxies - IV. 44 new velocity fields. Extension, shape and asymmetry of H $\alpha$  rotation curves. *MNRAS*, 362, 127 2005.
- GARRIDO O., MARCELIN M., AMRAM P., et BOISSIN O. GHASP : An H $\alpha$  kinematic survey of spiral and irregular galaxies. II. Velocity fields and rotation curves of 15 galaxies. *A&A*, 399, 51 2003.
- GARRIDO O., MARCELIN M., AMRAM P., et BOULESTEIX J. GHASP : An H $\alpha$  kinematic survey of spiral and irregular galaxies. I. Velocity fields and rotation curves of 23 galaxies. *A&A*, 387, 821 2002.
- GILLINGHAM P.R., MIZIARSKI S., et KLAUSER U. Mechanical features of the OzPoz fiber positioner for the VLT. Dans *Proc. SPIE Vol. 4008, p. 914-921, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye ; Alan F. Moorwood ; Eds.*, 914-921 2000.
- GILLINGHAM P.R., POPOVIC D., FARRELL T.J., et WALLER L.G. The performance of OzPoz, a multi-fiber positioner on the VLT. Dans *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes. Edited by Iye, Masanori ; Moorwood, Alan F. M. Proceedings of the SPIE, Volume 4841, pp. 1170-1179 (2003).*, 1170-1179 2003.
- GLAZEBROOK K., BLAKE C., ECONOMOU F., LILLY S., et COLLESS M. Measurement of the star formation rate from H $\alpha$  in field galaxies at  $z=1$ . *MNRAS*, 306, 843 1999.
- HAMMER F., HILL V., et CAYATTE V. GIRAFFE sur le VLT : un instrument dedie a la physique stellaire et extragalactique. *Journal des Astronomes Francais*, 60, 19 1999.
- HANUSCHIK R.W., SMOKER J., KAUFER A., PALSA R.M., et KIESGEN M. Quality control of VLT FLAMES/GIRAFFE data. Dans *Ground-based Telescopes. Edited by Oschmann, Jacobus M., Jr. Proceedings of the SPIE, Volume 5493, pp. 564-573 (2004).*, 564-573 2004.
- HERNANDEZ O., CARIGNAN C., AMRAM P., CHEMIN L., et DAIGLE O. BH $\alpha$ BAR : big H $\alpha$  kinematica sample of barred spiral galaxies - I. Fabry-Perot observations of 21 galaxies. *MNRAS*, 360, 1201 2005.
- HOGG D.W., COHEN J.G., BLANDFORD R., GWYN S.D.J., HARTWICK F.D.A., MOBASHER B., MAZZEI P., SAWICKI M., LIN H., YEE H.K.C., CONNOLLY A.J., BRUNNER R.J., CSABAI I.,

- DICKINSON M., SUBBARAO M.U., SZALAY A.S., FERNÁNDEZ-SOTO A., LANZETTA K.M., et YAHIL A. A Blind Test of Photometric Redshift Prediction. *AJ*, 115, 1418 1998.
- KENNICUTT R.C. Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. *ARA&A*, 36, 189 1998.
- KNAPEN J.H., STEDMAN S., BRAMICH D.M., FOLKES S.L., et BRADLEY T.R. Structure and star formation in disk galaxies. II. Optical imaging. *A&A*, 426, 1135 2004.
- KODA J. et WADA K. Intrinsic errors of the central galactic mass derived from rotation curves under the influence of a weak non-axisymmetric potential. *A&A*, 396, 867 2002.
- KREGEL M. et VAN DER KRUIT P.C. Structure and kinematics of edge-on galaxy discs - IV. The kinematics of the stellar discs. *MNRAS*, 358, 481 2005.
- KREGEL M., VAN DER KRUIT P.C., et FREEMAN K.C. Structure and kinematics of edge-on galaxy discs - V. The dynamics of stellar discs. *MNRAS*, 358, 503 2005.
- MATHEWSON D.S. et FORD V.L. Parameters of 2447 Southern Spiral Galaxies for Use in the Tully-Fisher Relation. *ApJS*, 107, 97 1996.
- MATHEWSON D.S., FORD V.L., et BUCHHORN M. A southern sky survey of the peculiar velocities of 1355 spiral galaxies. *ApJS*, 81, 413 1992.
- OSTERBROCK D.E. *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. Research supported by the University of California, John Simon Guggenheim Memorial Foundation, University of Minnesota, et al. Mill Valley, CA, University Science Books, 1989, 422 p. 1989.
- PASQUINI L., AVILA G., ALLAERT E., BALLESTER P., BIEREICHEL P., BUZZONI B., CAVADORE C., DEKKER H., DELABRE B., FERRARO F., HILL V., KAUFER A., KOTZLOWSKI H., LIZON J.L., LONGINOTTI A., MOUREAU S., PALSA R., et ZAGGIA S. FLAMES : a multi-object fiber facility for the VLT. Dans *Proc. SPIE Vol. 4008, p. 129-140, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye ; Alan F. Moorwood ; Eds.*, 129–140 2000.
- PASQUINI L., CASTILLO R., DEKKER H., HANUSCHIK R., KAUFER A., MODIGLIANI A., PALSA R., PRIMAS F., SCARPA R., SMOKER J., et WOLFF B. Performance of FLAMES at the VLT : one year of operation. Dans *Ground-based Instrumentation for Astronomy. Edited by Alan F. M. Moorwood and Iye Masanori. Proceedings of the SPIE, Volume 5492, pp. 136-147 (2004).*, 136–147 2004.
- PEASE E.G. The Rotation and Radial Velocity of the Central Part of the Andromeda nebula. *Proceedings of the National Academy of Science*, 4, 21 1918.
- PEASE F.G. Radial Velocity of the Andromedæ Nebula. *PASP*, 27, 134 1915.
- PEASE F.G. *Proceedings of the National Academy of Science*, 2, 517 1916.
- PERSIC M. et SALUCCI P. Dark and visible matter in spiral galaxies. *MNRAS*, 234, 131 1988.
- PERSIC M. et SALUCCI P. The universal galaxy rotation curve. *ApJ*, 368, 60 1991.
- PERSIC M., SALUCCI P., et STEL F. The universal rotation curve of spiral galaxies - I. The dark matter connection. *MNRAS*, 281, 27 1996.
- PETTINI M., SHAPLEY A.E., STEIDEL C.C., CUBY J.G., DICKINSON M., MOORWOOD A.F.M., ADELBERGER K.L., et GIAVALISCO M. The Rest-Frame Optical Spectra of Lyman Break Galaxies : Star Formation, Extinction, Abundances, and Kinematics. *ApJ*, 554, 981 2001.
- PIZZELLA A., CORSINI E.M., VEGA BELTRÁN J.C., et BERTOLA F. Ionized gas and stellar kinematics of seventeen nearby spiral galaxies. *A&A*, 424, 447 2004.
- PRESS W.H., FLANNERY B.P., TEUKOLSKY S.A., et VETTERLING W.T. *Numerical recipes in C. The art of scientific computing*. Cambridge : University Press, 1989 1989.

- ROYER F., BLECHA A., NORTH P., SIMOND G., BARATCHART S., CAYATTE V., CHEMIN L., et PALSA R. Toward accurate radial velocities with the fiber-fed GIRAFFE multi-object VLT spectrograph. Dans *Astronomical Data Analysis II. Edited by Starck, Jean-Luc ; Murtagh, Fionn D. Proceedings of the SPIE, Volume 4847, pp. 184-194 (2002).*, 184–194 2002.
- RUBIN V.C., BURSTEIN D., FORD W.K., et THONNARD N. Rotation velocities of 16 SA galaxies and a comparison of Sa, Sb, and SC rotation properties. *ApJ*, 289, 81 1985.
- RUBIN V.C., FORD W.K., THONNARD N., et BURSTEIN D. Rotational properties of 23 SB galaxies. *ApJ*, 261, 439 1982.
- RUBIN V.C. et FORD W.K.J. Rotation of the Andromeda Nebula from a Spectroscopic Survey of Emission Regions. *ApJ*, 159, 379 1970.
- RUBIN V.C., THONNARD N., et FORD W.K. Extended rotation curves of high-luminosity spiral galaxies. IV - Systematic dynamical properties, SA through SC. *ApJ*, 225, L107 1978.
- RUBIN V.C., THONNARD N., et FORD W.K. Rotational properties of 21 SC galaxies with a large range of luminosities and radii, from NGC 4605 / $R = 4\text{kpc}$ / to UGC 2885 / $R = 122\text{kpc}$ /. *ApJ*, 238, 471 1980.
- SCHMIDT M. The Rate of Star Formation. *ApJ*, 129, 243 1959.
- SCHOMMER R.A., BOTHUN G.D., WILLIAMS T.B., et MOULD J.R. Measuring galaxy distances from optical rotation curves. *AJ*, 105, 97 1993.
- SLIPHER V. *Lowell Obs. Bull. II*, 12 1914.
- SLIPHER V.M. Spectrographic Observations of Nebulae. *Popular Astronomy*, 23, 21 1915.
- SOFUE Y. The Most Completely Sampled Rotation Curves for Galaxies. *ApJ*, 458, 120 1996.
- SOFUE Y. Nuclear-to-Outer Rotation Curves of Galaxies in the CO and HI Lines. *PASJ*, 49, 17 1997.
- SOFUE Y. et RUBIN V. Rotation Curves of Spiral Galaxies. *ARA&A*, 39, 137 2001.
- SOFUE Y., TOMITA A., HONMA M., et TUTUI Y. Central Kinematics and Rotation Curve of the Sb Galaxy NGC 4527 in CO,  $H\alpha$ , and [NII] Lines. *PASJ*, 51, 737 1999a.
- SOFUE Y., TOMITA A., HONMA M., et TUTUI Y. Central Kinematics and Rotation Curve of the Sb Galaxy NGC 4527 in CO,  $H\alpha$ , and [NII] Lines. *PASJ*, 51, 737 1999b.
- SOFUE Y., TUTUI Y., HONMA M., TOMITA A., TAKAMIYA T., KODA J., et TAKEDA Y. Central Rotation Curves of Spiral Galaxies. *ApJ*, 523, 136 1999c.
- STARCK J.L., PANTIN E., et MURTAGH F. Deconvolution in Astronomy : A Review. *PASP*, 114, 1051 2002.
- TEUBEN P.J. Velocity Fields of Disk Galaxies. Dans *ASP Conf. Ser. 275 : Disks of Galaxies : Kinematics, Dynamics and Perturbations*, 217–228 2002.
- TOKOVININ A. From Differential Image Motion to Seeing. *PASP*, 114, 1156 2002.
- VAN DER HULST J.M., VAN ALBADA T.S., et SANCISI R. The Westerbork HI Survey of Irregular and Spiral Galaxies, WHISP. Dans *ASP Conf. Ser. 240 : Gas and Galaxy Evolution*, 451–+ 2001.
- VAN DER KRUIT P.C. The velocity field in the inner part of NGC 4736. *A&A*, 52, 85 1976.
- VAN DER KRUIT P.C. Structure and Dynamics of Disks in Galaxies. Dans *ASP Conf. Ser. 273 : The Dynamics, Structure and History of Galaxies : A Workshop in Honour of Professor Ken Freeman*, 7–+ 2002.



- VAN DER KRUIT P.C. et ALLEN R.J. The kinematics of spiral and irregular galaxies. *ARA&A*, 16, 103 1978.
- VEGA BELTRÁN J.C., PIZZELLA A., CORSINI E.M., FUNES J.G., ZEILINGER W.W., BECKMAN J.E., et BERTOLA F. Kinematic properties of gas and stars in 20 disc galaxies. *A&A*, 374, 394 2001.
- VERHEIJEN M.A.W. The Ursa Major Cluster of Galaxies : TF-relations and dark matter. *Ph.D. Thesis* 1997.
- VOGT N.P., FORBES D.A., PHILLIPS A.C., GRONWALL C., FABER S.M., ILLINGWORTH G.D., et KOO D.C. Optical Rotation Curves of Distant Field Galaxies : Keck Results at Reshifts to Z approximately 1. *ApJ*, 465, L15+ 1996.
- VOGT N.P., HERTER T., HAYNES M.P., et COURTEAU S. The Rotation Curves of Galaxies at Intermediate Redshift. *ApJ*, 415, L95+ 1993.
- VOGT N.P., PHILLIPS A.C., FABER S.M., GALLEGO J., GRONWALL C., GUZMAN R., ILLINGWORTH G.D., KOO D.C., et LOWENTHAL J.D. Optical Rotation Curves of Distant Field Galaxies : Sub-L Systems. *ApJ*, 479, L121+ 1997.
- WARNER P.J., WRIGHT M.C.H., et BALDWIN J.E. High resolution observations of neutral hydrogen in M 33. II. *MNRAS*, 163, 163 1973.
- WOLF C., MEISENHEIMER K., KLEINHEINRICH M., BORCH A., DYE S., GRAY M., WISOTZKI L., BELL E.F., RIX H.W., CIMATTI A., HASINGER G., et SZOKOLY G. A catalogue of the Chandra Deep Field South with multi-colour classification and photometric redshifts from COMBO-17. *A&A*, 421, 913 2004.
- WOLF M. *Vierteljahresschrift Astron. Gesell*, 49, 162 1914.

# Chapitre 4

## Résultats : dynamique des galaxies lointaines

### Sommaire

---

4.1	Dynamique des galaxies à $z \sim 0.6$	115
4.2	Dynamique des galaxies compactes lumineuses	135
4.3	Comparaison avec des modèles numériques	152
4.4	Cartographie des processus physiques dans les galaxies	157
4.5	Tests du scénario “spiral rebuilding”	164
4.5.1	Test 1: dynamique des systèmes compacts	164
4.5.2	Test 2: évolution de la relation de Tully-Fisher	164

---

Ce chapitre présente les principaux résultats établis grâce au spectrographe à intégrale de champ GIRAFFE dans le cadre du temps garanti que l’observatoire de Paris a obtenu pour la construction de l’instrument. Ces résultats ont donné lieu à 3 articles autour desquels ce chapitre est directement articulé.

### 4.1 Dynamique des galaxies à $z \sim 0.6$

#### Résumé de l’article A&A Flores *et al.* 2006 (accepté)

##### Contexte

L’instrument FLAMES/GIRAFFE installé au VLT a été utilisé dans son mode multi-intégrales de champ afin d’obtenir la cinématique de 35 galaxies distantes. Cet échantillon est statistiquement complet pour  $I_{AB} \leq 22.5$ ,  $0.4 \leq z \leq 0.7$  et

$EW_0([OII]) \geq 15$ . Ces observations ont été réalisées dans le cadre du temps garanti de l’observatoire de Paris.

## Buts

La cinématique des 35 galaxies est utilisée pour établir la fraction de disques en rotation à  $z \sim 0.6$ , puis étudier l’évolution de la relation de Tully-Fisher à  $z \sim 0.6$  en bande B et K ainsi qu’en fonction de la masse stellaire.

## Méthode

Parmi ces 35 galaxies, nous avons retenu celles dont au moins 4 pixels (1 élément de résolution spatiale) avaient un SNR intégré d’au moins  $\sim 25$  (correspondant à un SNR de 1 par élément de résolution spectral), soit 32 galaxies. Les champs de vitesse et cartes de dispersion de vitesse ont été construits pour ces 32 objets en ajustant le doublet [OII] par une double gaussienne. Nous avons alors classé la cinématique des 32 galaxies en 3 classes : disque en rotation, rotation perturbée et cinématique complexe.

## Résultats

Cette classification nous a permis de montrer qu’à  $z \sim 0.6$ , 60% des galaxies sont des systèmes relaxés (incluant la fraction de E/S0) avec une tendance pour les galaxies les plus compactes à être dynamiquement plus perturbées que les systèmes plus étendus. Les 40% de galaxies restantes sont constituées de galaxies n’ayant pas encore atteint leur équilibre dynamique (mergers, résidus de fusion) ou des in-flows/outflows. En utilisant notre classification, nous montrons enfin que la grande dispersion de la relation de Tully-Fisher observée à grand  $z$  est fortement réduite si l’on se restreint aux disques en rotation. La dispersion observée à grand  $z$  serait donc un effet instrumental dû à l’utilisation de la spectroscopie à fente qui ne permet pas d’échantillonner correctement la cinématique complète des galaxies et induirait un biais important sur la nature dynamique des galaxies. Enfin, la relation de Tully-Fisher ainsi obtenue ne montre apparemment aucune évolution en bande K (ou masse stellaire) depuis  $z=0.7$ . La seule évolution est obtenue en bande B, et peut être interprétée comme une évolution en luminosité d’environ un tiers des galaxies spirales, probablement liée à une activité de formation stellaire.

## Conclusion

Avant d'être fermement établis, ces résultats devront être confirmés dans un échantillon de plus grande taille. Si la non-évolution en bande K (masse stellaire) de la relation de Tully-Fisher est confirmée, celle-ci fournira un moyen de test important des scénarii de formation et d'évolution des galaxies (voir dernier paragraphe de ce chapitre).

# 3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE: I- the true Tully Fisher relationship at $z \sim 0.6$ <sup>★</sup>

H. Flores<sup>1</sup>, F. Hammer<sup>1</sup>, M. Puech<sup>1</sup>, P. Amram<sup>2</sup>, and C. Balkowski<sup>1</sup>

<sup>1</sup> Laboratoire Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation, Observatoire de Paris-Meudon, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon France

<sup>2</sup> Observatoire Astronomique Marseille-Provence & Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, 2 Place Le Verrier, 13248 Marseille Cedex 04, France.

**Abstract.** A precise derivation of the evolution of the Tully Fisher is crucial for understanding the interplay between dark matter and baryonic matter in cosmological models. Using 15 deployable integral field units of FLAMES/GIRAFFE at VLT, we have recovered the velocity fields of 35 galaxies at intermediate redshift ( $0.4 < z < 0.75$ ). This facility is able to recover the velocity fields of almost all the emission line galaxies with  $I_{AB} \leq 22.5$  and  $W_0(\text{OII}) \geq 15\text{\AA}$ . In our sample, we find only 35% of rotating disks. These rotating disks produce a Tully-Fisher relationship (stellar mass or  $M_K$  versus  $V_{max}$ ) which has apparently not evolved in slope, zero point and scatter, since  $z=0.6$ . The only evolution found is a brightening of the B band luminosity of a third of the disks, possibly due to an enhancement of the star formation. The very large scatters found in previously reported Tully-Fisher relationships at moderate redshifts are caused by the numerous (65%) galaxies with perturbed or complex kinematics. Those galaxies include minor or major mergers, merger remnants and/or inflow/outflows and their kinematics can be easily misidentified by slit spectroscopy. Their presence suggests a strong evolution in the dynamical properties of galaxies during the last 7 Gyrs.

**Key words.** galaxy formation – velocity field – star formation rate – 3D spectroscopy

## 1. Introduction

The relationship between the luminosity and HI maximal rotation velocity discovered by Tully and Fisher (1977, hereafter called TF), was first used to estimate distances of late-type galaxies. Widely studied on the local Universe at different optical and near infrared bands, this relationship always showed a tight and linear correlation. Corrections to fundamental observables have been established by Tully and Fouqué (1985) and revisited by Tully et al. (1998), especially concerning the global extinction effects. Verheijen (2001) had compared B, R, I and K band luminosities and HI rotation curves and concluded that TF relation reflects a fundamental correlation between the light and the mass of the dark matter halo. Karachentsev et al. (2002) using 2MASS survey has confirmed this result and found a TF slope which increases steadily from B to K band.

Since 1997, many attempts have been done to derive the TF relationship at higher redshifts and investigate

its possible evolution. Vogt et al. (1997) and Simard & Pritcher (1998) have obtained the first rotation curves of disk-like galaxies using long slit aligned to the optical axis, which have been modelled using deconvolution methods. The results of these studies are quite controversial: while Vogt et al. (1997) found only a minor evolution of TF relation (average effect of less than 0.2 mag in absolute B-band luminosity), Rix et al. (1997) and Simard & Pritchet (1998) found a strong brightening of roughly 2 mag. Later, Ziegler et al. (2002) and Bohm et al. (2004) using the FORS Deep Field (FDF) survey also found a significant evolution in B band: at intermediate redshifts, they claim that the TF relationship shows a flatter slope than that for local galaxies. Ferreras & Silk (2001) and Ferreras et al. (2004) have modelled the change of the TF slope in the B band, which has been interpreted by an enhancement of the star formation. More recently, Conselice et al. (2005) have combined the Keck spectroscopy and near-infrared imaging, and have investigated the K-band and stellar mass TF relation. They found a lack of evolution in either the K-band or stellar mass TF relation.

However, all the above studies at intermediate redshifts reveal extremely scattered Tully-Fisher relation-

Send offprint requests to: hector.flores@obspm.fr

<sup>★</sup> based on FLAMES/GIRAFFE Paris Observatory Guaranteed Time Observations collected at the European Southern Observatory, Paranal, Chile, ESO Nos 71.A-0322(A) and 72.A-0169(A).

ships, i.e. they show scatters which are several magnitudes larger than that of the tight relationships for local galaxies. It is possible that this scatter at high  $z$  is the explanation of most of the discrepancy between the various studies, and it is crucial to understand whether the TF relationship is preserved at higher redshift, or if it is only a property of local galaxies.

We notice that all the former investigations of the Tully-Fisher relationship at intermediate redshift were based on long (or multi) slit spectroscopy, and wonder if the large dispersion can be related to instrumental effects. Rotation curve anomalies such as those detected by Kannappan et al. (2002) using long-slit spectroscopy of nearby galaxies, can be explained by velocity field disturbances due to minor or major mergers during the history of each galaxy, but it is unclear whether such details can be identified by using long slit spectroscopy in distant galaxies. It is now urgent to investigate the full 3D kinematics of emission line galaxies, and to identify possible disturbances on rotation curves, before producing thousands of rotation curves with slit spectroscopy. FLAMES/GIRAFFE offers a unique possibility to “re-visit” the TF relationship at moderate redshift with a more powerful tool, i.e. a multi-integral field unit spectrograph with spectral resolution of about  $10000\text{\AA}$ .

This is the first paper of a serie of three articles dealing with the result from observations in the frame of FLAMES/GIRAFFE Paris Observatory Guaranteed Time. This paper describe the observations, sample selection, methodology and first result. Paper II (Puech et al. 2006a) discusses in detail the kinematics of the most compact galaxies of the sample. Paper III (Puech et al. 2006b) presents the electron density maps for six galaxies of our sample.

The paper is organized as follows: Section 2 describes the observations and the selection of the sample ; Section 3 shows the methodology to reconstruct velocity fields and  $\sigma$ -maps and a simple scheme to classified them; In Section 4 we provide the B and K absolute band TF relations, followed by a detailed discussion in Section 5. We adopt the  $\Lambda$ CDM cosmological model ( $H_0=70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ,  $\Omega_M=0.3$  and  $\Omega_\Lambda = 0.7$ ) in this paper.

## 2. Observations

A total of 5 nights were allocated during the FLAMES/GIRAFFE guaranteed time to study the kinematics of distant galaxies (ESO runs 071.B-0322(A) and 072.A-0169(A)). We used the IFU mode ( $3'' \times 2''$  array of 20 squares  $0.52 \text{ arcsec/pixel}$  microlenses) with setups LR04 ( $R=0.55\text{\AA}$ –  $30 \text{ km/s}$ ) and LR05 ( $R=0.45\text{\AA}$ –  $22 \text{ km/s}$ ), and integration time ranging from 8 to 13 hours (see Table 1). Observational seeing during individual exposures was ranging from  $0.35$  to  $0.8 \text{ arcsec}$ . To prepare OzPoz configuration files including guide star and fiducial fibers (used to center the plate), relative astrometry for each observed field was prepared using reduced 12k images (CFHT public database: CFRS03hr and CFRS22hr) and the HDFS

Run ID	Field	Setup	Exp time (hr)
071.B-0322(A)	CFRS03hr	L05	13hr
071.B-0322(A)	HDFS	L04	8hr
071.B-0322(A)	HDFS	L05	8hr
072.A-0169(A)	CFRS03hr	L04	8hr
072.A-0169(A)	CFRS22hr	L04	8hr

**Table 1.** Table of observations

public Goddard images combined with UCAC and USNO-B catalogs. The final accuracy of the astrometrical solution is better than  $0.2 \text{ arcsec}$  in rms for most galaxies. The same astrometrical solution was used for each exposure (OzPoZ pointing error  $< 10\mu\text{m}$ ).

Data reduction has been done using the dedicated BLDRS software developed at the Geneva Observatory (Blécha et al., 2000). In order to verify the fiber to fiber wavelength calibration, we systematically control the wavelength of two sky lines in each fiber of the IFU. We found a relative error per IFU bundle  $\leq 0.2 \text{ km/s}$ . For reduced spectra, two methods were used to subtract the sky, using standard software option or manually using an IDL dedicated task. Data cubes using the [OII] doublet emission lines for each galaxy were constructed using our IDL dedicated package.

### 2.1. Sample selection

Galaxies were selected from the CFRS survey and from the HDFS. Given the difficulty to select fifteen galaxies with [OII] $\lambda 3727$  emission line on the small redshift range available with FLAMES/GIRAFFE (for example  $z=0.55$ – $0.73$  for the LR05 mode), some galaxies with faint emission were also included during the observation to test the capabilities of the FLAMES/GIRAFFE facility. Among the 60 observed galaxies, 45 galaxies have a redshift between  $0.4$  and  $0.75$  with  $\text{EW}_0([\text{OII}]) > 0$ . Among them, three (CFRS030560, CFRS030579 & CFRS030728) were rejected due to misidentified emission in CFRS spectra, and one (CFRS031319) was rejected because of a strong contamination from a sky line. Six galaxies (CFRS030032, CFRS030098, CFRS030717, CFRS030767, HDFS4010 & HDFS4080) have  $\text{EW}_0([\text{OII}]) < 15\text{\AA}$  and we found that they have not enough emission to be detected by FLAMES/GIRAFFE. Figure 1 shows the performances of FLAMES/GIRAFFE which can detect all galaxies having  $\text{EW}_0([\text{OII}]) \geq 15\text{\AA}$  after 8 to 13hr of integration time. Our final sample is then composed of 35 intermediate redshift galaxies having  $\text{EW}_0([\text{OII}]) \geq 15\text{\AA}$  and  $I_{AB} \leq 22.5$  (Table 2). As far as our selection process is concerned, it is representative of emission line galaxies of the CFRS, from  $z=0.4$  to  $z=0.75$ .

In order to check the quality of datacubes, a selection in spectral S/N was applied mimicking local standard criteria (e.g. Garrido et al. 2005). In the following, we use the mean spectral S/N per spectral resolution element, which is defined as the total flux in the [OII] line divided by the noise in the continuum, and normalised by the num-

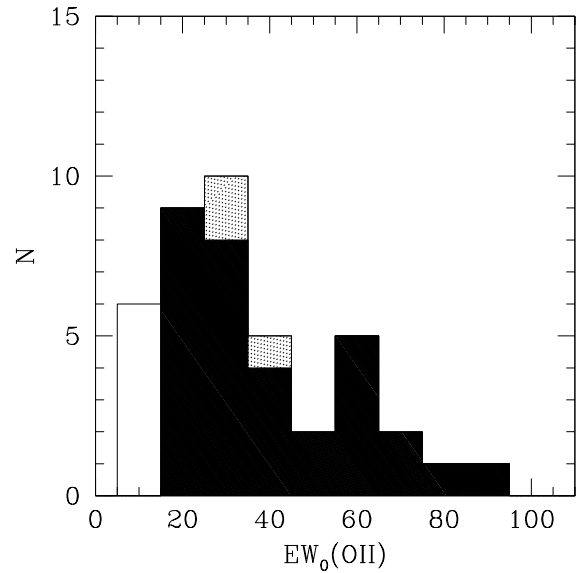
ber of spectral resolution elements in the line. We keep only datacubes containing at least four GIRAFFE spaxels (SPAtial piXture ELement of the instrument, see Kissler-Patig et al. 2003 for a definition) with a mean S/N per spectral resolution element  $S/N_{mean} \geq 1$  (which corresponds to an integrated spectral  $S/N \geq 25$  in the spaxel). Within the datacubes which have passed this selection, only spaxels with a mean S/N per spectral resolution element  $S/N_{mean} \geq 0.75$  (corresponding to an integrated  $S/N \geq 19$ ) were kept to established the velocity field and the  $\sigma$ -map. This last criterium gives a median number of spaxels used to establish the kinematical maps per galaxy of  $\sim 10$ . Among the 35 datacubes, three (CFRS030186, CFRS030327 & CFRS030589) were rejected by these criteria. These three galaxies have their emission too concentrated to be observed with the spatial resolution of the GIRAFFE IFU. It let us with 32 galaxies with 6 to 18 spaxels (median is 10 spaxels) available to investigate their kinematics.

For each galaxy we computed a quality factor  $Q$  by adding the number of spaxels in four S/N classes (very high with an integrated  $S/N \geq 38$ , high with  $25 \leq$  integrated  $S/N \leq 38$ , low with  $19 \leq$  integrated  $S/N \leq 25$  and bad with an integrated  $S/N \leq 19$ , which have been discarded) multiplied by the corresponding thresholds, and divided by the number of spectral resolution elements in the doublet. Two catalogues were obtained on the basis of the quality factor ( $Q$ ): 26 secure velocity fields with ( $Q > 10$ ) and 6 marginally secure velocity fields ( $10 \geq Q > 4$ ). The sample is presented in table 2).

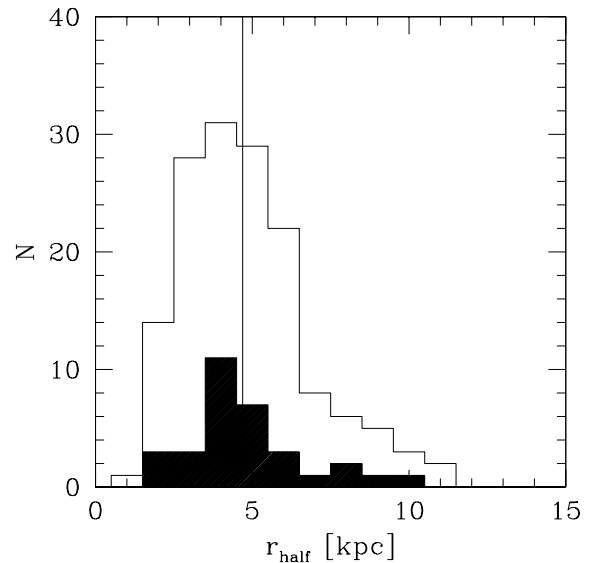
## 2.2. Morphological parameters

Galaxies included in this sample display all the previously reported morphologies of intermediate redshift galaxies with emission lines, including spiral, irregular, compact and merger galaxies. For each galaxy we have estimated the half light radius ( $r_{half}$ ) using two techniques (polyphot and ellipse software under IRAF, see Hammer et al. 2001 for a complete description of the procedure). The sample present a median  $r_{half}$  radius of 4.7 kpc, which is close to the median size of CFRS galaxies (Figure 2, see also Lilly et al. 1998). We found that  $\sim 25\%$  of our sample have  $r_{half} \leq 3.5$  kpc (Guzman et al. compactness criterium, see Figure 2) and 50% satisfy the LCG criterium (i.e.,  $r_{half} < 4.75$  kpc) from Hammer et al. (2001). Detailed properties of LCG kinematics are described in paper II (Puech et al, 2006a). The 35 galaxies selected here have morphologies and compactness comparable to that of field galaxies with emission lines (see Zheng et al. 2004, 2005 and Hammer et al., 2005).

Inclinations for each galaxy were derived from HST images (WFPC2, 0.1 arcsec/pixel or ACS, 0.05 arcsec/pixel, ESO/HST Public archive) or CFHT images for a few remaining cases (0.207 arcsec/pixel). By comparing results from SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996) to that from the ellipse task of IRAF, we estimated the mean error to be

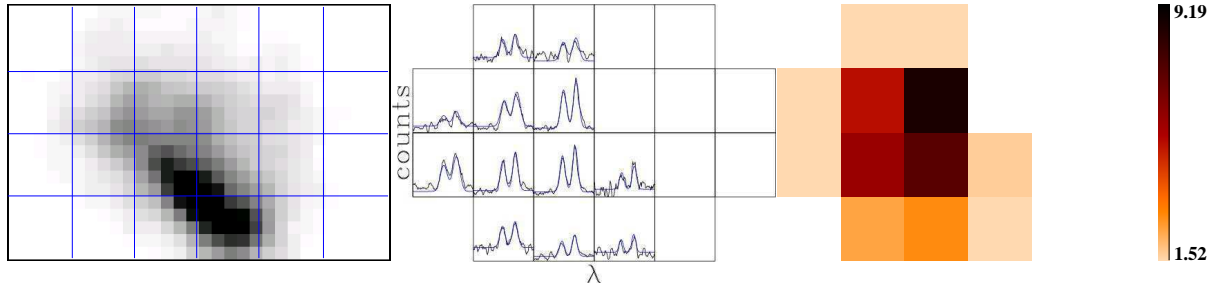


**Fig. 1.**  $EW_0([OII])$  histogram for our sample galaxies. This plot shows that for galaxies with  $EW_0([OII]) \geq 15 \text{ \AA}$ , GIRAFFE can retrieve their kinematics after 8hr of integration time (black region). The major difficulty to study the detected galaxies is then related to the flux strength. The three galaxies with  $EW_0([OII]) \geq 15 \text{ \AA}$ , but with too spatially concentrated emission are displayed in grey. Open histogram includes objects with  $EW_0([OII]) < 15 \text{ \AA}$ .



**Fig. 2.** Observed size distributions of the sample (black histogram) which is compared to the sizes of CFRS/LDSS survey (open histogram). The vertical line shows the median size from the CFRS.

$\sim 2$  degrees. Independent measures were also done by eye and gave similar results with an estimated mean error of  $\sim 4$  degrees when compared to the above methods. In the following, we will use the result from automatic methods and assume an error of  $\pm 4$  degrees.



**Fig. 4.** Example of the fitting procedure on the galaxy CFRS030488 at  $z=0.601$ , for which the  $[\text{OII}]\lambda 3729, 3726\text{\AA}$  doublet is well resolved. The example shows the microlense grid superimposed to the galaxy (left panel), each microlense (spaxel) providing a spectrum (central panel). Twelve spectra were selected using our S/N criteria (right panel) and are shown superimposed with the best fit (blue line).

### 3. Kinematics of distant galaxies

#### 3.1. Methodology

Among the complete sample of 35 emission line galaxies observed with GIRAFFE, 32 galaxies are either presented in Figure 3 (15 with  $r_{\text{half}} > 4.75$  kpc) or in Figure 1 of paper II (17 compact galaxies, Puech et al., 2006a). In both Figures we have used a S/N mask described in section 2.1 to show their velocity fields and  $\sigma$  maps. These galaxies show on average, 10 spatial GIRAFFE pixels (spaxels) for which the median S/N per resolution element is larger than 0.75 for the  $[\text{OII}]$  emission lines, which corresponds to a integrated S/N of 19.

The  $[\text{OII}]$  doublets were selected by visual inspection using a Savitzky-Golay filtering which has the advantage over the widely used box smoothing average method to conserve the first momentum of spectral lines (Press et al. 1989). We then fitted a double gaussian with the following constraints:  $\lambda_2 - \lambda_1 = 2.783\text{\AA}$  at rest and  $\sigma_1 = \sigma_2$ . The line ratio was free except when the fit failed: We then forced the line ratio to 1.4 which was the median value observed in our integrated spectra. This is caused either by the low S/N, or by the difficulty to deblend the  $[\text{OII}]$  doublet in some complex systems (see Figure 4 and below). It affects only  $\sim 10\text{--}15\%$  of the measured pixels and thus cannot significantly alter our conclusions. In each case, we have checked by eye if the derived fit was acceptable. In some cases, we found blended  $[\text{OII}]$  spectra, in spite of the relatively high spectral resolution ( $R \sim 10000$ ). This effect is independant of the S/N and is thus not an instrumental/observational artefact (see also paper II, Puech et al. 2006a). This could be due to high local velocity gradients, multiple structures in the velocity field and/or high local extinction. Most complex kinematics show blended doublets conversely to more regular (rotating disks and perturbed) kinematics (see next section).

For each galaxy, we have computed a set of 3 maps (see Figure 3): velocity fields, velocity dispersion maps ( $\sigma$ -maps in the following) and S/N maps. Velocity fields have been derived after subtraction of the  $\sigma$ -clipped mean. Sigma maps have been corrected from instrumental dispersion measured on a sky line. Because GIRAFFE is a very stable instrument, we have thus neglected the vari-

ation of the instrumental response with wavelength. To make easier the interpretation, we chose to present velocity fields and  $\sigma$ -maps using a simple  $5 \times 5$  linear interpolation (see figure 5). Table 2 lists the properties of 32 galaxies used for our analysis (col 1). The position is given (cols 2 & 3), as well as the redshift, the I band magnitude and the B and K absolute magnitude (cols 4, 5, 6 & 7), the stellar mass (col 8), the image origin (col 9), the morphological parameters  $r_{\text{half}}$ , inclination and compactness classification (cols 10, 11 and 12), the  $V_{\text{max}}$ , the datacube quality factor and the kinematical classification (cols 13, 14, & 15).

#### 3.2. Kinematical classification

Using optical imagery and IFU observations we have defined 3 kinematical classes:

- **rotating disks (RD):** The axis of rotation in the velocity field follows the optical major axis and the  $\sigma$ -map shows a peak near the dynamical center ( $\sigma$  maps should show a clear peak near the galaxy center, where the gradient of the rotation curve is the steepest, e.g. Van Zee & Bryant 1999);
- **perturbed rotations (PR):** The axis of rotation in the velocity field follows the optical major axis, and the  $\sigma$ -map shows a peak shifted off the centre by at least 2 spaxels, or does not show any peak;
- **complex kinematics (CK):** Systems with both velocity field and  $\sigma$ -map discrepant from normal rotation disks, including velocity fields not aligned with the optical major axis (see Figure 3 for more details).

This simple classification scheme has been chosen because the low spatial resolution of GIRAFFE does not allow to identify small scale structures as it can be done from exquisite studies of nearby galaxies. In the next section, we describe the status of each individual galaxies which are presented in Figure 3. Additional comments and maps of galaxies classified as LCGs can be found in paper II (Puech et al., 2006a).



**Table 2.** Main properties of the sample of distant galaxies: galaxy names, redshifts, isophotal I magnitudes, absolute B and K magnitudes, origin of images, half light radii, inclinations, compactness flags (1=compact) and quality factors (see text).

ID	RA <sup>a</sup>	DEC <sup>a</sup>	z	I <sub>AB</sub> <sup>b</sup>	M <sub>B</sub> (AB) <sup>c</sup>	M <sub>K</sub> (AB) <sup>c</sup>	log(M <sub>★</sub> ) <sup>d</sup>	image	r <sub>half</sub> <sup>e</sup>	i <sup>f</sup>	Cm <sup>g</sup>	V <sup>h</sup>	Q <sup>i</sup>	CI <sup>j</sup>
CFRS030046	03:02:28.716	+00:13:33.94	0.5120	20.79	-19.75(-20.68)	-21.67(-23.62)	10.50	hst	8.30	66	0	193.99	13.75	RD
CFRS030085	03:02:25.285	+00:13:25.13	0.6100	22.00	-19.63(-20.67)	-20.82(-22.78)	10.08	hst	7.59	71	0	160.48	16.00	RD
CFRS030619	03:02:46.942	+00:10:32.63	0.4854	20.80	-20.66(-20.87)	-21.93(-23.77)	10.50	hst	3.87	27	1	186.19	15.25	RD
CFRS031353	03:02:48.407	+00:09:16.54	0.6340	21.35	-20.45(-21.17)	-22.42(-24.33)	10.72	hst	6.40	57	0	249.49	14.75	RD
CFRS039003	03:02:32.159	+00:06:39.14	0.6189	20.77	-21.24(-21.49)	99.99( 99.99)	99.99	hst	4.87	29	0	277.34	24.00	RD
CFRS220504	22:17:58.074	+00:21:37.02	0.5379	21.02	-20.51(-20.86)	-21.36(-23.22)	10.30	cfh	4.51	42	0	175.94	23.00	RD
CFRS221119	22:17:41.448	+00:18:54.45	0.5138	20.07	-21.25(-21.52)	99.99( 99.99)	99.99	cfh	4.79	31	0	245.01	21.25	RD
HDFS4020	22:32:56.074	-60:31:48.83	0.5138	21.13	-20.57(-20.97)	-20.11(-21.98)	9.82	hst	4.99	50	0	137.99	24.50	RD
HDFS4170	22:32:45.557	-60:34:18.84	0.4602	20.79	-20.42(-20.95)	-22.60(-24.48)	10.82	hst	3.56	51	1	207.37	16.50	RD
HDFS4180	22:32:58.008	-60:35:25.95	0.4647	21.42	-20.13(-20.82)	-20.38(-22.28)	9.90	hst	5.37	64	0	137.83	20.50	RD
HDFS5190	22:33:00.088	-60:35:29.91	0.6952	21.31	-21.25(-21.95)	-21.92(-23.83)	10.51	hst	4.01	59	1	201.07	15.50	RD
CFRS031032	03:02:38.736	+00:06:11.49	0.6180	20.49	-21.18(-21.46)	-22.63(-24.48)	10.87	acs	1.79	37	1	166.50	6.50	*PR
CFRS031349	03:02:49.099	+00:10:02.13	0.6155	20.87	-21.18(-21.73)	-22.91(-24.80)	10.91	hst	3.84	48	1	282.52	15.00	*PR
CFRS220321	22:18:02.930	+00:14:27.11	0.4230	20.93	-19.97(-20.34)	-20.79(-22.65)	10.08	cfh	5.36	42	0	196.14	9.00	PR
CFRS220619	22:17:54.573	+00:18:59.52	0.4676	21.55	-19.33(-19.81)	-19.32(-21.20)	9.50	hst	4.31	68	1	80.45	14.75	PR
CFRS221064	22:17:43.081	+00:15:07.67	0.5383	22.08	-19.87(-20.27)	-21.64(-23.50)	10.39	hst	2.36	48	1	149.13	9.75	PR
HDFS4040	22:32:52.742	-60:32:07.26	0.4650	21.76	-19.89(-20.26)	-20.04(-21.90)	9.75	hst	4.25	51	0	116.85	17.25	PR
HDFS5150	22:33:02.454	-60:33:46.48	0.6956	22.36	-20.19(-20.43)	-21.02(-22.86)	10.14	hst	3.38	42	1	92.14	11.25	PR
CFRS030488	03:02:42.193	+00:13:24.35	0.6069	21.58	-20.37(-20.55)	-20.83(-22.67)	10.07	hst	6.35	41	0	66.48	18.00	CK
CFRS030508	03:02:40.450	+00:13:59.36	0.4642	21.92	-19.60(-19.82)	-20.34(-22.18)	9.87	hst	3.32	38	1	93.14	24.00	CK
CFRS030523	03:02:39.375	+00:13:27.14	0.6508	21.31	-20.66(-20.93)	-21.54(-23.39)	10.35	hst	3.57	41	1	115.90	12.25	CK
CFRS030645	03:02:45.629	+00:10:27.95	0.5275	21.36	-20.30(-20.66)	-21.34(-23.20)	10.27	hst	4.57	45	1	149.85	26.25	CK
CFRS031016	03:02:41.006	+00:06:55.45	0.7054	22.35	-19.58(-19.25)	-21.23(-22.99)	10.23	cfh	8.82	67	0	19.55	6.50	CK
CFRS031309	03:02:52.028	+00:10:33.36	0.6170	20.62	-21.03(-21.77)	-22.90(-24.81)	10.90	hst	9.56	71	0	106.44	17.50	CK
CFRS220293	22:18:03.560	+00:21:31.27	0.5420	22.01	-19.69(-20.06)	-20.89(-22.75)	10.10	cfh	7.05	45	0	150.03	14.75	CK
CFRS220919	22:17:46.458	+00:16:53.03	0.4738	21.77	-19.98(-20.18)	-19.53(-21.36)	9.54	hst	2.52	60	1	53.47	15.50	CK
CFRS220975	22:17:45.117	+00:14:46.71	0.4211	20.21	-20.40(-21.13)	-22.52(-24.44)	10.82	hst	3.82	50	1	490.31	9.00	CK
HDFS4070	22:32:58.228	-60:33:31.40	0.4230	22.04	-19.26(-19.43)	-19.67(-21.50)	9.62	hst	3.23	40	0	66.47	12.75	CK
HDFS4130	22:32:41.484	-60:35:16.13	0.4054	20.09	-20.90(-21.19)	-22.12(-23.98)	10.62	hst	4.03	36	1	184.09	17.50	CK
HDFS5030	22:32:57.517	-60:33:05.94	0.5821	20.40	-21.73(-21.88)	-22.68(-24.51)	10.81	hst	4.19	25	1	88.66	9.25	CK
HDFS5140	22:32:56.082	-60:34:14.05	0.5649	22.38	-19.76(-20.34)	-20.46(-22.35)	9.91	hst	2.56	50	1	268.17	10.75	CK
HDFS4090	22:32:54.053	-60:32:51.58	0.5162	22.15	-19.70(-19.69)	-19.82(-21.63)	9.67	hst	1.53	45	1	23.66	7.50	CK

<sup>a</sup> J2000 coordinates.

<sup>b</sup> Isophotal magnitudes.

<sup>c</sup> Absolute AB magnitude following the Hammer et al. (2005) method (uncorrected for dust). In parenthesis the corresponding Vega magnitudes corrected for dust/inclination (see section 4) are given.

<sup>d</sup> Stellar mass in M<sub>☉</sub>, following the Hammer et al. 2005 method .

<sup>e</sup> Half light radius in kpc.

<sup>f</sup> Inclination in deg.

<sup>g</sup> Morphological compactness following the Hammer (2001) criteria (1=compact galaxy).

<sup>h</sup> Maximal gradient of the velocity field corrected from inclination and from instrumental effect (see section 3) in [km/s].

<sup>i</sup> S/N Quality factor see section 3 for details.

<sup>j</sup> Kinematical classification (see section 3.2 for details): RD: rotating disks; PR: perturbed rotations; CK: complex kinematics.

\* The classification of the kinematics of these two galaxies (CFRS031349 and 031032) have been modified from RD to PR and CK to PR, respectively (see section 3.4).

### 3.3. Notes on the 15 individual objects presented in Figure 3

**CFRS030046:** It is a rotating disk with a rotation axis nearly parallel to its optical major axis and the  $\sigma$  map peaks in the center. It has been classified as a Sbc galaxy by Zheng et al. (2005).

**CFRS030085:** This is an highly inclined galaxy (71 degrees); its kinematics satisfies all the criteria of a rotating disk. It is a luminous IR galaxy (LIRG,  $L_{IR} \geq 10^{11} L_{\odot}$ ), which has been classified by Zheng et al. (2004) as a spiral, although its color map resembles that of an irregular galaxy.

**CFRS031353:** it is almost a rotating disk with its rotation axis parallel to its major axis and a peak in the center of its  $\sigma$ -map. It has been classified as a Sab galaxy by Zheng et al. (2005).

**CFRS039003:** it is almost a rotating disk with its rotation axis parallel to its major axis and a peak in the center of its  $\sigma$ -map. It has been classified by Zheng et al. (2004) as an Irr galaxy with a large and red central region which is a possible bulge. This galaxy is a LIRG with  $SFR \sim 100 M_{\odot}/yr$  (from IR and  $H\alpha$  fluxes). Its electron density map has been recovered in paper III (Puech et al. 2006b).

**CFRS220504:** it is a rotating disk with its rotation axis parallel to its major axis and its  $\sigma$ -map shows a double peak in two IFU spaxels near its center, They are probably an effect of the low spatial resolution of GIRAFFE, this double peak are reproduced by our simple rotational disk model (see next section). Unfortunately, we have only a deconvolved CFHT image for this galaxy.

**CFRS221119:** it is a rotating disk with the rotation axis parallel to its major axis and its  $\sigma$ -map shows an elongated peak corresponding to two IFU spaxels, which may be due to the low spatial resolution of GIRAFFE and/or a border effect. Unfortunately, we only have at our disposal a deconvolved CFHT image for this galaxy.

**HDFS4020:** it a rotating disk with the rotation axis parallel to its major axis and its  $\sigma$ -map shows an elongated peak corresponding to two IFU spaxels (reproduced by our model), which may be due to the low spatial resolution of GIRAFFE and/or to a border effect at the top left spaxel. Its morphology reveals a spiral-like structure revealed by the HST image.

**HDFS4180:** it a rotating disk with its rotation axis nearly parallel to its major axis and a peak in the center of its  $\sigma$ -map. Its morphology reveals a standard spiral structure on the HST image.

**CFRS220321:** it has a perturbed rotation without any peak in the center of its  $\sigma$ -map. The velocity gradient seems to be slightly rotated from the major axis. Unfortunately, we have only a deconvolved CFHT image for this galaxy.

**HDFS4040:** it has a perturbed rotation without a peak in the center of the  $\sigma$ -map. Its morphology reveals both a large spiral structure and a large diffuse component around the galaxy, which could be a possible “relic” of a previous merger event.

**CFRS030488:** its kinematics is classified complex. The  $\sigma$ -map shows a high S/N peak on the left and it shows a perturbed region on the velocity field (on the top), which corresponds to a diffuse component on the HST image. This region is oriented towards an emission line galaxy at the same redshift (CFRS030485 at  $z = 0.606$ ) which is off by  $< 46$  kpc which could be a fly-by companion. Its morphology has been classified as irregular by Brinchman et al. (1998).

**CFRS031016:** its kinematics is classified complex because both the velocity field and the  $\sigma$ -map appear perturbed. For this galaxy, we have at our disposal only a deconvolved CFHT image.

**CFRS031309:** its kinematics is classified complex because both the velocity field and the  $\sigma$ -map appear perturbed. This system is actually a chain of galaxies undergoing an obvious merger event and a high star formation rate is detected both in radio and in infrared (Flores et al. 2004). The FLAMES/GIRAFFE IFU covers only the central part of the system.

**CFRS220293:** its kinematics is classified complex; its  $\sigma$ -map shows no peak in the centre and the rotation axis is not well aligned with the optical axis, our perfect disk simulation can not reproduce the  $\sigma$ -map. Unfortunately, we have only a deconvolved CFHT image for this galaxy.

**HDFS4070:** its kinematics is classified complex because both its velocity field and  $\sigma$ -map appear perturbed. Its morphology reveals a bar and a diffuse component which extends beyond the size of the IFU.

Combining optical imagery and 3D information from paper II (Puech et al, 2006a) and this paper, we find that only 34% of galaxies are rotating disks. Other galaxies show some kind of disturbance going from perturbed  $\sigma$ -map to complex velocity field and  $\sigma$ -map. Table 3 summarises the classification of our sample (see also section 3.4).

### 3.4. Testing the classification

We are aware that classification of galaxy kinematics is not an easy process. We stress out that the above classification has been done independently by 3 of us (HF, FH and MP) and then compared our results. By many aspects, we have been faced with a similar problem to that of the classification of morphologies of distant galaxies during the 80s, after the release of the deep images of field galaxies by the HST.

To help the morphological classification of galaxies, generic softwares (such as GIM2D or GALFIT) have been elaborated. Most of them are based on the comparison to a standard model, e.g. a disk plus bulge model. Any deviation from these standards can be taken as a measure of the level of irregularity. We propose to adopt a similar scheme, and then relate our observed velocity fields to the sigma maps, assuming both being related to a rotating disk.

Number (%)	All	LCGs	non-LCGs
Rotating disks	11 (34%)	3 (18%)	8 (53%)
Perturbed rotation	7 (22%)	5 (29%)	2 (13%)
Complex kinematics	14 (44%)	9 (53%)	5 (33%)

**Table 3.** Kinematical classification of the sample of 32 galaxies based on the visual examination of velocity field and sigma maps, and the test of the classification (see section 3.4).

In the following we then assume that ALL the observed galaxies are indeed rotating disks and that all the observed large scale motions in the velocity fields correspond to rotations. We can derive a pseudo rotational curve for each galaxy. Accounting for instrumental PSF and seeing effects, we have derived the corresponding sigma maps. In doing so, we have tried to optimise the coincidence between the sigma peak in the observed map to that of the simulated map, using the full range of uncertainties in the estimations of the inclination and PA. In other words, we have tried to force each system to appear as a rotational disk. Under this assumption, we have re-scaled all the sigma intensity of the peak in the simulated sigma map, to that of the observed map, at the same spaxel location. Because the amplitude of the sigma peak is directly proportional to the amplitude of the maximal velocity, the re-scaling of sigma (model) to sigma (observed) has been limited within the range of 1.0-1.5, the latter value corresponds to an upper limit of the uncertainty on the estimate of  $V_{max}$ . To simulate the sigma maps derived from velocity fields, we have developed the following procedure for each galaxy:

- A high resolution velocity field covering the whole IFU FoV is generated using a standard rotation curve parameterization following assumptions: The inclination is the one determined from HST images, the PA is identified with the direction of the maximal gradient within the velocity field, the dynamical center is supposed to be located at equal distance of the maximal and the minimal velocities of the velocity field, and the amplitude of the rotation curve is taken to be the measured  $2V_{max}$  in the GIRAFFE velocity field, corrected from inclination (see section 3.5);
- A high resolution datacube is then simulated assuming a simple gaussian shape for each emission line and using the following recipe: the sum flux of the lines falling in a given GIRAFFE spaxel matches the [OII] flux detected in the corresponding spaxel of the GIRAFFE datacube (counts were distributed uniformly in each GIRAFFE spaxel), and each line is supposed to have an intrinsic dispersion equal to the minimal velocity dispersion of the GIRAFFE  $\sigma$ -map;
- Using this high resolution datacube, a GIRAFFE datacube is simulated, taking into account a 0.81 arcsec seeing (median value at 0.5 nm at Paranal). A  $\sigma$ -map is computed from this simulated GIRAFFE datacube;
- This procedure is iterated two times: during the first iteration, the fluxes measured on the simulated GIRAFFE spectra are reinjected as new GIRAFFE

fluxes, and the process is repeated. During the second iteration, a correction factor is applied to the maximal velocity gradient to make the amplitudes of the simulated and observed  $\sigma$ -maps match. This factor is required to account for the influence of the seeing and the large spaxel size of the GIRAFFE IFU;

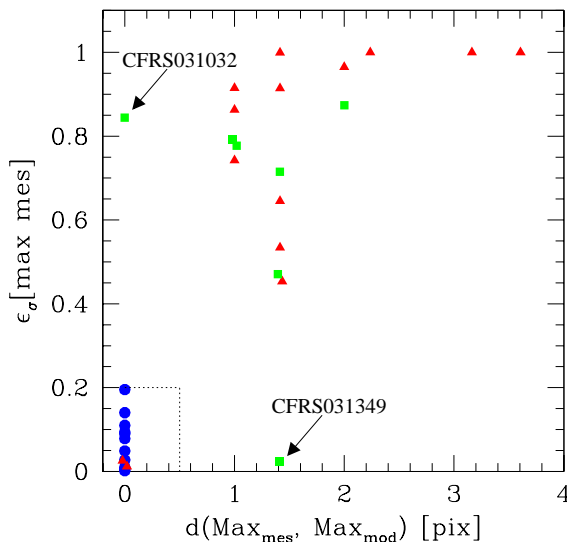
- A last iteration is done for some galaxies, trying to optimize the PA within the uncertainty on the direction of the maximal velocity gradient in the velocity field (both the maximal and minimal velocity positions are uncertain at  $\pm$  half a GIRAFFE spaxel).

We use two parameters to compare simulated and observed  $\sigma$ -maps. The first one is the distance (in spaxels) separating the location of the peak in both maps,  $d(MAX_{obs}, MAX_{mod})$ . The second one, is the (normalised) difference between the amplitude of the peak of the observed  $\sigma$ -map and of the amplitude of the simulated  $\sigma$ -map measured at the same spaxel location:  $\epsilon_{\sigma}[maxobs] = (\sigma_{obs}[Maxobs] - \sigma_{mod}[Maxobs]) / \sigma_{mod}[Maxobs]$ . Figure 6 shows the distribution of galaxies in the  $\epsilon_{\sigma}[maxobs]$  vs.  $d(MAX_{obs}, MAX_{mod})$  plane. In this plot, blue dots, green squares and red triangles represent respectively the galaxies classified as rotation disk, perturbed rotation and complex kinematics (see Table 2). All rotation disks but one (CFRS031349) have  $\epsilon_{\sigma}[maxobs] < 0.2$  and  $d(MAX_{obs}, MAX_{mod}) = 0$ . Conversely, we find one galaxy (CFRS031032, for which kinematics was formerly classified as complex), which could be a perturbed disk, although the simulated sigma peak is much larger than the observed one. Note also that this galaxy is the most compact of the sample (see details in paper II, Puech et al. 2006a).

Notice also that two galaxies (CFRS030508 and HDFS5140), for which velocity fields are probably resulting from an outflow (the kinematical axis is almost perpendicular to the major axis of the galaxy), appear as rotational disks in Figure 6. This shows the limit of the above method since outflows mimic rotational motion when considering the relation between velocity fields and sigma maps. Those two objects are kept as having complex kinematics.

### 3.5. $V_{max}$ of distant galaxies

To determine  $V_{max}$  for each galaxy we derive  $2V_{max}$  using the direct measure of the maximal gradient of the velocity field from FLAMES/GIRAFFE. Given the sizes of the galaxies and that of the IFU, we are likely sampling an area which is large enough to recover  $V_{max}$  of disk

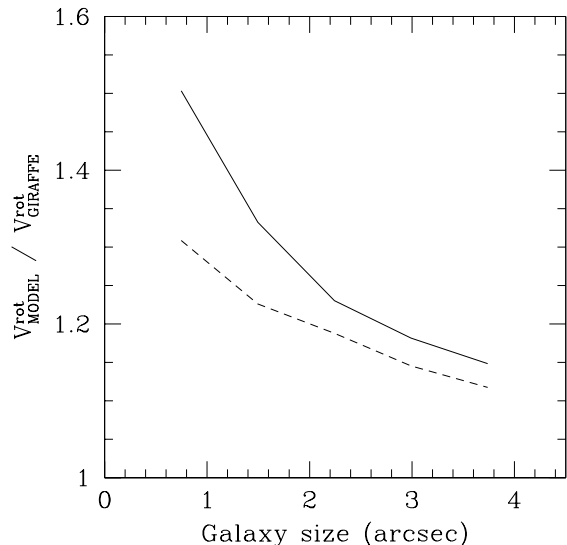


**Fig. 6.** Plot  $d(MAX_{obs}, MAX_{mod})$  versus  $\epsilon_{\sigma}[max_{obs}]$ : blue dots, green squares and red triangles represent the galaxies classified as rotation disk, perturbed rotation and complex kinematics, respectively. All the galaxies classified as rotating disk but one (CFRS031349) are concentrated in a small region of the plot (see text for details).

galaxy. Following Persic & Salucci (1991),  $V_{max}$  is measured at  $r_{half} \geq 1.5R_d$  (disk radius  $R_d$ , equals to 2.2 times the effective radius  $R_e$ ). At  $z=0.55$ , GIRAFFE can measure  $V_{max}$  for all the galaxies with  $r_{half} < 8$  kpc ( $< 3$  GIRAFFE spixals), which is the case for all rotating disks of the sample (table 2). Using hydrodynamical simulations of a Sbc Milky-Way like galaxy by Cox et al. (2004), we simulated GIRAFFE observations assuming median atmospheric conditions at ESO VLT (0.81 arcsec seeing at 500 nm). We scaled the template ( $V_{rot} = 160$  km/s and  $i = 53$  degrees) to fill boxes of length ranging from 0.75 to 4 arcsec to mimic distant galaxies, and then compared kinematics seen by GIRAFFE with the original simulation (see figure 7). We found that for spiral galaxies with sizes ranging from 1.5 to 3 arcsec, GIRAFFE underestimates the maximal rotational velocity by  $\sim 20\%$ . For more complex kinematics, the correction factor should be bigger, given the velocity gradient (see Figure 3 and discussion in Puech et al., 2006a). In the following, we choose to assume a constant factor of 20% whatever the dynamical class (spiral or perturbed/complex). This factor is roughly consistent with the one derived from the simulations of Kapferer et al. (2005) mimicking longslit spectroscopy of distant rotating disks.

One could think to derive individual correcting factors from numerical simulations using a very detailed modeling. However, this would required a large number of parameters to be fitted, and given the small number of spaxels in the GIRAFFE IFU, it would most probably become difficult to solve the degeneracy between some of these parameters. It is thus important to keep in mind that,

a possible residual error of 20% (0.08 dex, depending on the size of the galaxy) could affect the derivation of the maximal velocity. Only 3D instruments with better spatial resolution could give a better determination of  $V_{max}$ .



**Fig. 7.** Correcting factor for the maximal rotational velocity vs galaxy size. Due to its poor spatial sampling, the GIRAFFE IFU leads to underestimate  $V_{rot}$  by a factor  $1.20 \pm 0.04$  for galaxies sizes between 2 and 3 arcsec. Full line: tilted view ( $\sim 53$  degrees). Dash line: top view ( $\sim 25$  degrees) from Cox et al. (2004).

#### 4. The Distant Tully-Fisher relation

We have investigated the Tully-Fisher relationship of intermediate redshift galaxies using two absolute bands B and K, as well as an estimate of the stellar mass. Absolute magnitudes were derived following Hammer et al. (2001 and 2005), on the basis of interpolating the photometric measurements from B, V, I and K band. Hammer et al. (2001) estimated that the global errors on the derived absolute magnitudes are comparable to the photometric error measurements, i.e. less than 0.1-0.2 magnitude (see Table 2). We then correct all absolute magnitude values by considering corrections related to the inclination-dependent intrinsic absorption due to dust. For this, we have followed Tully et al. (1998), in applying corrections which depend on the galaxy luminosity (see their equations 7 to 14). Following Tully et al. (2004), we applied an additional correction of 0.27 magnitude in B band (0.04 mag in K band) which accounts for extinction correction applying on face-on galaxies (see also Tully & Fouqué 1985).

The stellar masses of these galaxies have been estimated from K-band magnitudes and optical colors. We have chosen a conservative approach, which assumes that  $M/L_K$  depends on the rest-frame B-V color following the

relation derived by Bell et al. (2003; see Hammer et al. 2005 for more details). This approach empirically accounts for the contamination by young populations of super red giant stars, which can affect the K band luminosity, especially for young starbursts.

#### 4.1. K band TF relation

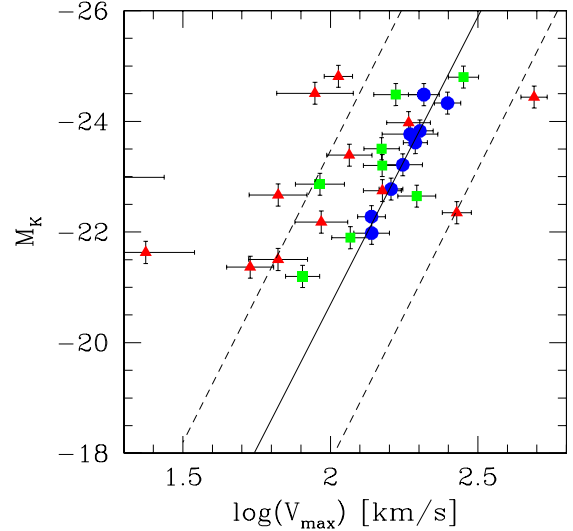
Verheijen (2001) and Karachentsev et al. (2002) show a local TF relationship which is quasi-linear in K band with a slope ranging from -11.3 to -9. Verheijen (2001) claims that the scatter of the relationship is much smaller than  $\sigma=0.17$ , a value provided by the intrinsic uncertainty of the distance of Ursa Major galaxies. As expected, the TF relationship in K band shows the smallest scatter when compared to that established at bluer wavelengths (Verheijen, 2001).

Figure 8 presents the TF relationship for 30 intermediate redshift galaxies for which we have been able to calculate their absolute K band magnitude (see Table 2). At first sight, it does not differ considerably from that found by Conselice et al. (2005), except that it samples only the highest luminosity range. As in Conselice et al. (2005), it shows a very large scatter, which overpasses by several magnitudes what is found for local galaxies. Further examination of the relationship shows that almost all the scatter is related to those galaxies which velocity fields have been classified either as complex or perturbed rotation. By considering only the 10 rotating disks, almost all the scatter is removed, and the TF relationship at moderate redshift is likely being very similar (slope, zero point and scatter) to what has been found for local galaxies.

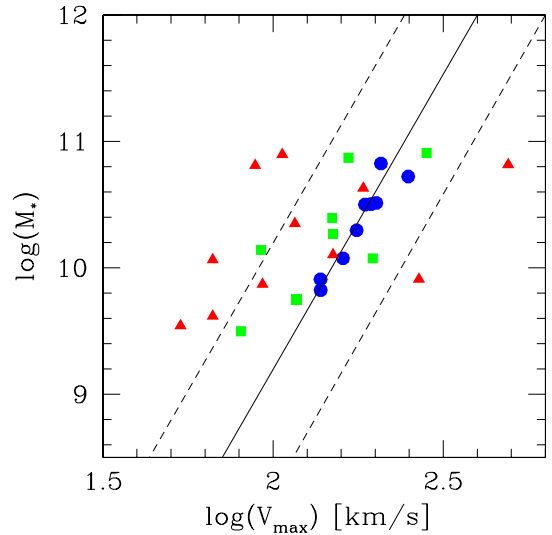
A similar effect is found when considering the TF relationship with stellar masses (Figure 9) instead of  $M_K$ . The relationship is again very similar to that found for local galaxies, with perhaps a slight trend that distant spirals at a given  $V_{max}$  value show a lower stellar mass (on average by 0.1-0.2 dex) than local spirals.

#### 4.2. B band TF relation

Figure 10 presents the TF relationship based on the  $M_B$  magnitude for 32 intermediate redshift galaxies. As in section 4.1, most of the dispersion is related to interlopers, i.e. to galaxies with velocity fields different from those of rotating disks. For the eleven rotating disks we however notice that the scatter is larger than what is found for local galaxies. We have verified if this can be due to the uncertainty on the correction related to the inclination (which is much larger at B wavelength than that at K band), which could especially affect galaxies which have not been imaged by the HST. It seems that it is not the case because the three galaxies lying at  $3\sigma$  above the local TF possess HST images (HDFS4020, 4180 and 5190). There are 3 to 5 spirals which show a higher B luminosity than that expected from the local TF, while none are showing the reverse effect (lower B luminosity than expected). It

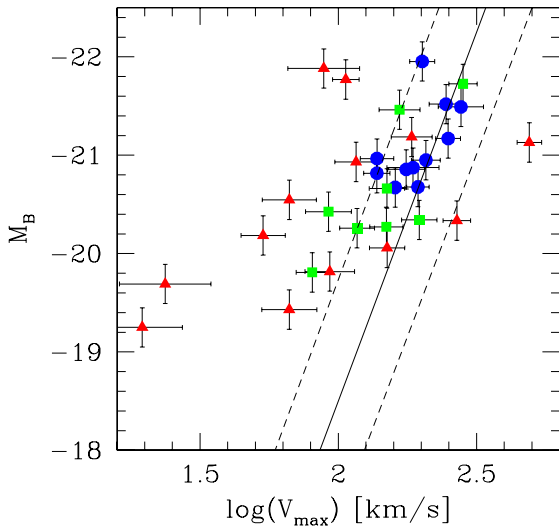


**Fig. 8.** TF relation in K band (Vega magnitudes). Red triangles, green squares and blue dots represent, complex kinematics, perturbed rotations and rotating disks, respectively. Full and dotted lines represent the local TF and its 3 sigma scatter amplitude (following Conselice et al., 2005). This plot shows that all the scatter of the TF relation is caused by interloper galaxies with kinematics classified either as complex or perturbed. Considering only rotating disks, the TF relationship at moderate redshift is similar (slope, zero point and scatter) to that in the local universe. For each galaxy, the error bars are shown.



**Fig. 9.** Stellar mass versus  $V_{max}$  relation of distant galaxies. Symbols are same as in Figure 6. The same effect is detected as in K band. The relationship is again very similar to that found for local galaxies. Error bars on the stellar mass are typically 0.1-0.2 dex (see Hammer et al., 2005).

might be understood if we were directly viewing an highly



**Fig. 10.** TF relation in B band (Vega magnitude, corrected for extinction). Symbols are same as in Figure 6. Error bars for each galaxy are included. The scatter of local disks in this relation appear to be larger than in Figure 6 and 7, although always smaller than the 3 sigma of local relation, dotted lines). This could be related to an activated star formation event.

active star formation event (such as a giant HII region) in some distant spirals.

## 5. Discussion

Using the GIRAFFE multiple IFU modes available at VLT, we have been able to characterise the velocity fields of 32 intermediate redshift galaxies ( $z \sim 0.55$ ) among 35 galaxies which have been selected from their apparent magnitudes ( $I_{AB} < 22.5$ ) and their emission line properties ( $W_0([OII]) > 15 \text{ \AA}$ ). This sample, although small, is representative of the general properties of emission line galaxies selected in the Canada France Redshift Survey (see Hammer et al., 1997). Indeed, the GIRAFFE wavelength range is so small (approximately  $800 \text{ \AA}$  for the LR04 and LR05), that the number of available objects in the field is equal or lower to the available number of IFUs, so our selection is unlikely to provide strong biases.

Our classification scheme is very simple, assuming the velocity field of rotating disk to be a standard (class "rotating disk", RD). A discrepancy in the  $\sigma$  map (absence of peak in the centre of an apparently rotating velocity field), leads us to classify the kinematics as "perturbed rotation" (class PR), since it might illustrate a possible minor merger event, which is not affecting the disk stability, but has an expected signature in the  $\sigma$  map. We have compared our observed  $\sigma$  map to a simple perfect rotating disk model. Further discrepant are all systems showing two or more discrepancies in either the velocity field maps or in the  $\sigma$  maps ("complex kinematics" class, CK). In our next paper, further work will be dedicated

to improve these classifications, including by the differentiation of the various complex kinematics. Those will be useful, especially when a larger set of data will be available.

Could we have misidentified some observed velocity fields, and could it affect our conclusions? The answer to the first question is yes, especially for the 6 velocity fields for which the kinematical properties of the [OII] doublet have been characterised by only 6 to 8 GIRAFFE spaxels (i.e. less or equal to 2 spatial resolution elements, see Table 2). Among them, 3 are classified as "perturbed rotation" and 3 as "complex kinematics". Further investigation of their individual spectra in the IFU casts some doubt about the classification of 2 galaxies (CFRS031016 and HDFS4090) for which the kinematics has been classified as complex (CK). Indeed all show well resolved [OII] doublet, a property shared by most rotating disks in our sample, but generally not by objects with complex kinematics. Recall that the complete sample of 35 galaxies with  $I_{AB} < 22.5$  and  $W_0([OII]) > 15 \text{ \AA}$ , includes also 3 objects which are so compact that the emission line area is too small to conclude on their nature. So it is difficult to conclude on the kinematics of 5 (2+3) objects in the complete sample, 4 of them being compact galaxies. In this sample, the fraction of rotating disks is ranging from 1/3 (11/35) to 1/2 (18/35) depending on the final classification of the above 5 galaxies with uncertain velocity fields. Because these are related to compact galaxies, which are dominated by complex kinematics (see Table 3 and Puech et al., 2006a), it is reasonable that the rotating disk fraction is closer to 1/3 of the sample.

One can also wonder if our sample is not contaminated by low mass interlopers, since Figure 7 shows that rotating disks have slightly higher stellar masses than the average. By limiting our sample to  $M_{star} > 10^{10} M_{\odot}$ , 7 rotating disks are found within 21 galaxies (33%), so this cannot affect our conclusions. A similar but stronger effect can be found in Figure 8, which evidences that rotating disks are brighter in B than other galaxies. At first sight, this might be interpreted as a "downsizing" effect, i.e. the less massive or luminous objects are showing the more evolution. It might be also understood as a subtle selection effect, because it is probable that relaxed systems, such as rotating disks, are less efficient in producing stars than systems with complex or perturbed kinematics. To be observed with GIRAFFE, galaxies should have enough [OII] fluxes, and we suspect that some rotating disks with small masses might have escaped from our sample due to our selection criterion.

## 6. Conclusion

We find that 3D spectroscopy is the only way to probe the dynamics of distant galaxies, and then the evolution of the Tully-Fisher relationship. We stress out that FLAMES/GIRAFFE, with its systems of 15 deployable IFUs, is unique to perform these measurements. All the trends described below have to be confirmed by using

a larger data set of distant galaxy velocity fields, which is scheduled in the frame of a large program at VLT entitled IMAGES (Intermediate MASS Galaxy Evolution Sequence).

1. **Almost half of the emission line galaxies at moderate redshifts have complex kinematics, revealing mergers, merger remnants and inflow/outflows.** It evidences that random large scale motions are dominating their velocity fields. Obvious mergers from the imagery (e.g. CFRS031309) share this property as well as most of the compact galaxies, and this gives some credit to the Hammer et al. (2005)' conjecture that merging is, at moderate redshifts, an important process in activating the star formation. The 7 objects (22%) with perturbed rotation ( $\sigma$  peak off the center) could be related to minor mergers or to interactions (e.g. CFRS031349): Those would not destroy the disk rotation but are expected to increase the dispersion near the impact area or to distort significantly the sigma peak. We noticed also that inflow/outflows motions may be revealed by a large offset between the optical and the dynamical axis. It could be the case for 4 galaxies (12% of the sample) which have compact morphologies and generally have low stellar masses (see Puech et al., 2006a). In such cases, it is possible that these motions dominate the rotational motions. In most cases, complex kinematics are suggestive of mergers or merger remnants for which the circular motions in the disk have been destroyed leading to large gas motions as those revealed by GIRAFFE. This will be investigated in a forthcoming paper by comparing our observations to realistic numerical simulations such as those performed by Cox et al. (2004).
2. **At  $z \sim 0.6$ , almost 40% of all galaxies with  $M_B < -19.5$  are not rotating disks, i.e. they are not at dynamical equilibrium.** The fraction of intermediate galaxies which have not reached a dynamical equilibrium is very large: 66% of non rotating disks in our sample corresponds to 36% of all  $z \sim 0.6$  galaxies with  $M_B < -19.5$ . This is based on Hammer et al (1997) who found that 60% of  $z \sim 0.6$  galaxies have  $W_0([OII]) > 15 \text{ \AA}$ . Interestingly, our finding that at moderate redshifts, 36% of galaxies are not rotating disks neither ellipticals supported by dispersion, corresponds to the fraction of peculiar (irregular/compact/merger, see Zheng et al., 2004, 2005 and references therein), while those objects are almost absent in samples of nearby galaxies. We also notice that most galaxies (but not all) with unambiguous spiral morphologies show rotational motions, a property shared by some irregulars (e.g. CFRS039003). Table 3 also reveals a trend between kinematics stability with the half light radius, since less than 1/4 of compact galaxies are rotating disks.
3. **We find that all the previously reported evolution of the Tully-Fisher relationship are re-**

**lated to instrumental reasons**, i.e. to the incapability of slit spectroscopy to distinguish rotating disks from other perturbed or complex rotational fields. Our work definitively resolve the origin of the large scatter found by all previous studies based on slit spectroscopy. Selecting a sample at random within the field emission line galaxies, would lead to only 34% of rotating disks, those which could be used to establish a proper Tully-Fisher relation. Even by selecting extended objects ( $r_{half} > 4.7 \text{ kpc}$ ), the number of objects contaminated by random motions is still large (47%). It is unclear whether this definitively prevents the use of slits for deriving the TF of distant galaxies.

4. **The Tully-Fisher relationship (stellar mass-velocity) has apparently not evolved, either in slope, zero point or scatter.** Rejecting the galaxies with non-relaxed dynamics, leads, at  $z \sim 0.6$ , to a Tully-Fisher relationship which shows no evidence for a redshift change when comparing velocity to  $M_K$  or stellar mass. It somewhat strengthens our confidence in our estimates of stellar masses, since the rotating disks actually display the whole range of star formation activity from starbursts to LIRGs. An absence of evolution of the Tully-Fisher relationship with stellar mass will provide in the near future an important tool to distinguish predictions from the galaxy formation scenarios. Its reported evolution in the blue evidences that  $\sim 1/3$  of the spirals shows a significant brightening of their blue luminosities, as expected if they are hosting an active star formation. Interestingly a similar effect has been also found in a sample of galaxies in compact groups (see Mendes de Oliveira et al., 2003).

*Acknowledgements.* We thank all GIRAFFE teams at the Paris Observatory, Geneve Observatory and ESO for the remarkable accomplishment of this unique instrument, without which, none of these results would be obtained. We thank A. Bosma for his enlightening comment on CFRS030508. We are especially indebted to T.J. Cox who provide us with an hydro-dynamical simulations of a Sbc galaxy. C. Ravikumar has help us in improving the english wording of the paper. HF and MP wish to thank ESO Paranal staff for their reception and their very useful advises during observations.

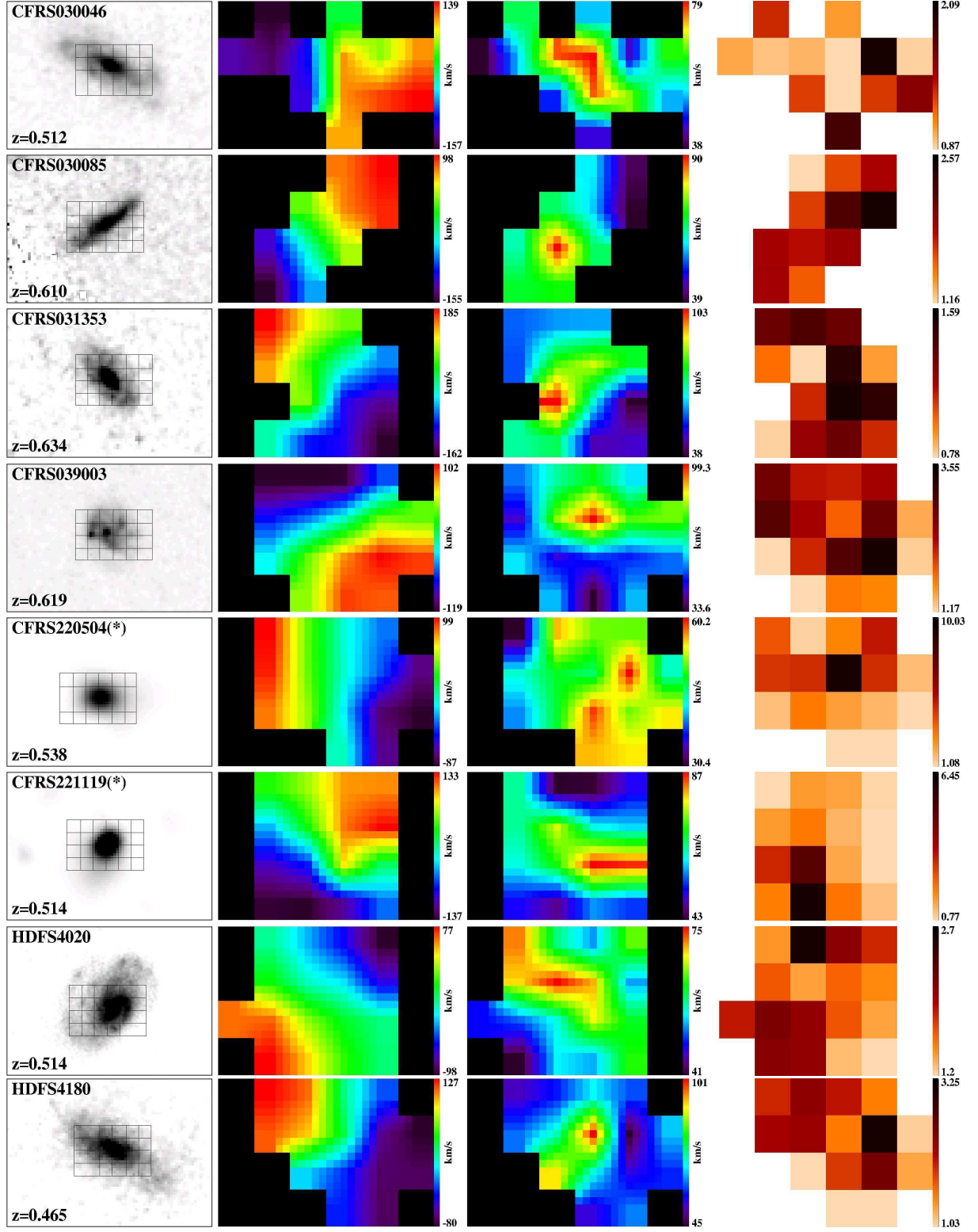
## References

- Blécha A., Cayatte, V., North, P. et al., 2000, SPIE 4008, 467.  
 Bershadsky M., Andersen, D., Harker, J. et al., 1999, ASP Conf. Series vol. 182.  
 Bell E, McIntosh, D., Katz, N & Weinberg, M. 2003 ApJS 149, 289.  
 Bell E., Papovich, C. Wolf, C. et al., 2005, ApJ 625, 23.  
 Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, A&AS 117, 393.  
 Bohm A., Ziegler, B. L., Saglia, R. P. et al., 2003, A&A 420, 97.  
 Brinchmann, J., Abraham R., Schade D. et al., 1998, ApJ 499, 112-133  
 Conselice C., Bundy, K., Ellis, R. et al., 2005, astro-ph/0503597.  
 Cox T., Primack J., Jonsson P. & Somerville R., 2004, ApJ, 607, 87.

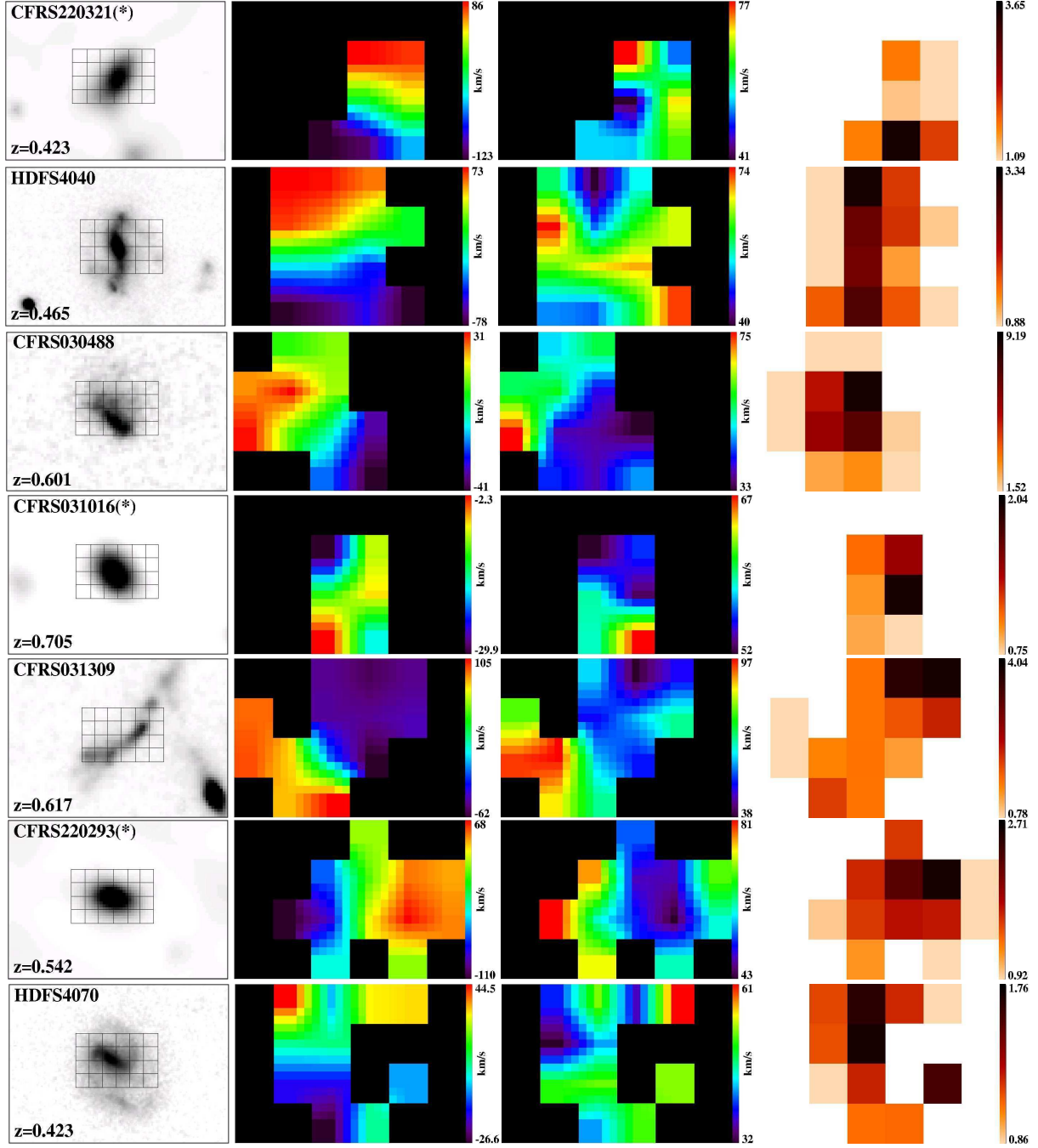


- Ferreras I., Silk J., Bohm A. & Ziegler B. 2005, MNRAS 355, 64.
- Ferreras I. & Silk J., 2001 ApJ 557, 165.
- Flores H., Hammer F. Thuan T.X. et al., 1999, ApJ, 517, 148.
- Flores H., Hammer F., Elbaz D. et al., 2004, A&A 415, 885.
- Garrido O., Marcelin, M., Amram, P. et al., 2005, A&A 362, 127.
- Hammer F., Flores H., & Lilly S. et al., 1997, ApJ 481, 49.
- Hammer F., Gruel N., Thuan T.X. et al., 2001, ApJ 550, 570.
- Hammer F., Flores H., Liang Y. et al., 2005, A&A 430, 115.
- Kannappan S., Fabricant D., Franx, M. 2002, AJ 123 2358.
- Kapferer W., Kronberger T., Schindler S. et al., 2005, astro-ph/0509534.
- Karachentsev I., Mitronova, S., Karachentseva, V. et al., 2002, A&A 396 431.
- Kissler-Patig M., Copin Y., Ferruit P. et al., 2003, AN 325, 159.
- Liang Y., Hammer F. & Flores H., A&A submitted.
- Lilly S., Schade D., Ellis R. et al., 1998, ApJ 500, 75.
- Mendes de Oliveira, C., Amram, P., Plana, H. & Balkowski, C. 1991 AJ 126, 2635.
- Persic M. & Salucci P. 1991, ApJ 368, 60.
- Press W., Flannery B., Teukolsky S. & Vetterling, W. 1989, "Numerical recipes in C. The art of scientific computing"
- Puech, M., Hammer, F., Flores, H., Ostlin, G. and Marquart, T., 2006a, A&A submitted (paper II)
- Puech, M., Flores, H. & Hammer, F., 2005b, A&A submitted (paper III)
- Rix H., Guhathakurta P., Colless M., Ing K. 1997, MNRAS 285, 779.
- Swinbank A., Smith, J., Bower, R. et al., 2003, ApJ 598, 162
- Simard L. & Pritcher C., 1998, ApJ 505, 96.
- Steinmetz M. & Navarro J. 1999, ApJ 513, 555.
- Tully R. & Fisher J. 1977, A&A 54, 661.
- Tully, R. 1998 MmSAI 69 237.
- Tully R., Pierce, ., Huang, J et al., 1998, AJ 115, 2264.
- Tully R. and Fouqué P., 1985 ApJS 58, 67.
- Van Zee L. & Bryant J. 1999, AJ 118, 2172.
- Verheijen, M. 2001 ApJ 563, 694.
- Vogt N., Forbes, D. A., Phillips, A. et al., 1997, ApJL 465, 15.
- Vogt N., 2000, ASP Conf. Proceedings, Vol. 240.
- Zheng Z.X., Hammer F., Flores H., et al., 2005, A&A 435, 507.
- Zheng Z.X., Hammer F., Flores H., et al., 2004, A&A 421, 847.
- Ziegler B., Bohm, A., Fricke K. et al., 2002, ApJ 564, L69

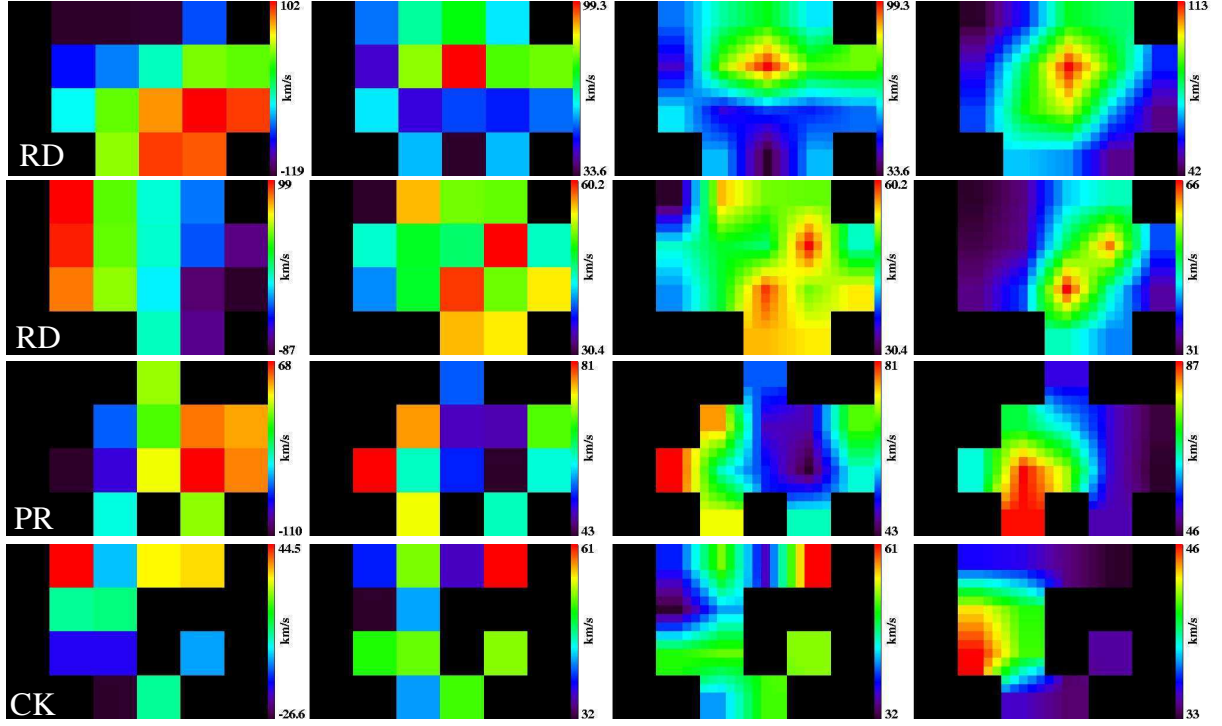




**Fig. 3.** Optical images, velocity fields,  $\sigma$  and S/N maps of large galaxies classified as rotating disks. Similar maps for more compact galaxies are presented in paper II (Puech et al, 2006a). Each GIRAFFE spaxel has been simply 5x5 interpolated for visualisation ease (in the velocity fields and dispersion maps). For each galaxy the valid spaxels are indicated on the SN map (4th column). Optical images from CFHT are marked with an asterisk.



**Fig. 3.** Cont. Optical images, velocity fields,  $\sigma$  and S/N maps of large galaxies classified as perturbed rotations or complex kinematics. They show either a rotation with a complex sigma map, or a complex sigma map and velocity field. Optical images from CFHT are marked with an asterisk.



**Fig. 5.** Comparison between observed and modeled  $\sigma$ -maps of four galaxies. The two first are classified as rotating disks (CFRS039003 and CFRS220504) and the two next are of the PR and CK categories (respectively, CFRS220293 and HDFS4070). The first two columns are the observed raw maps (VF and  $\sigma$ ), the third column is the observed 5x5 interpolated  $\sigma$ -maps and the last column shows the 5x5 interpolated  $\sigma$ -map obtained from the perfect rotating disk model described in the text. The  $\sigma$ -map can be easily reproduced for rotating disks, while the observed  $\sigma$ -map can not be traced by our simple model for galaxies with more complex kinematics.

## Commentaires sur l'article

Il est fait mention dans l'article précédent que certaines galaxies présentent des doublets [OII] non résolus malgré la résolution spectrale utilisée ( $R \sim 10000$ , voir figure 4.2). Ces galaxies sont au nombre de 6 et sont toutes des galaxies compactes : CFRS03.1349, HDFS4170, HDFS5140, CFRS03.1032, CFRS22.0975 et CFRS22.1064. Un examen de la table 2 de l'article montre que cet effet n'est pas seulement lié à la taille de la galaxie (voir aussi figure 4.1).

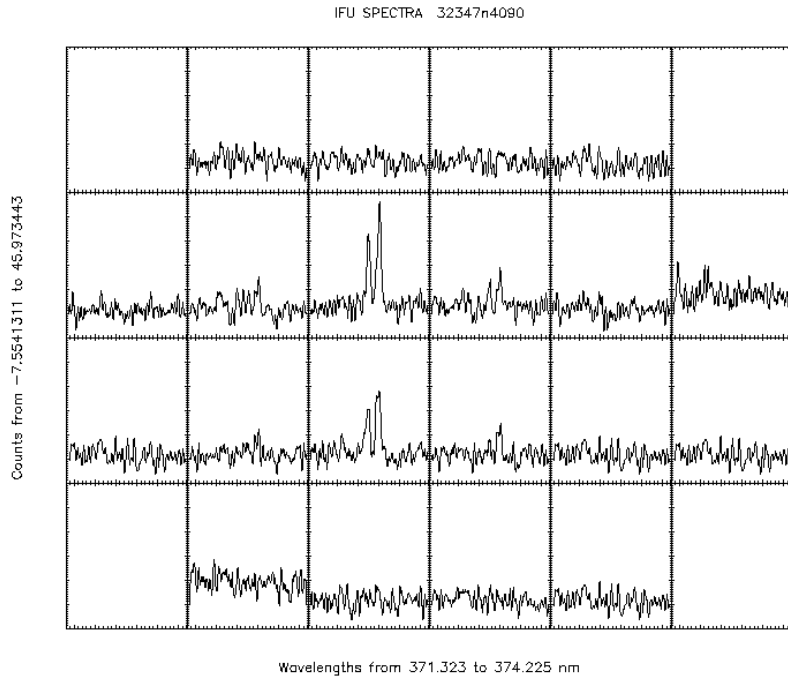


FIG. 4.1 – Observation du doublet [OII] dans la galaxie HDFS4090 obtenue avec l'IFU GIRAFFE. Le doublet [OII] est parfaitement résolu malgré le petit nombre de pixels où celui-ci est détecté.

La table 4.1 donne la fraction de galaxies ayant des doublets [OII] résolus dans chaque classe dynamique : cette table montre clairement que la non-résolution du doublet [OII] n'est pas liée à la classe dynamique de l'objet.

Nous avons alors calculé pour chaque galaxie une estimation de la “densité surfacique de vitesse” en utilisant la relation suivante :

$$g = \frac{2V_{max}}{\pi * (2r_{1/2})^2}$$

où  $V_{max}$  est la vitesse maximale mesurée par GIRAFFE corrigée de l'inclinaison. Les 6 galaxies ayant  $g \geq 2\text{km/s/kpc}^{-2}$  sont précisément celles dont les doublets [OII]

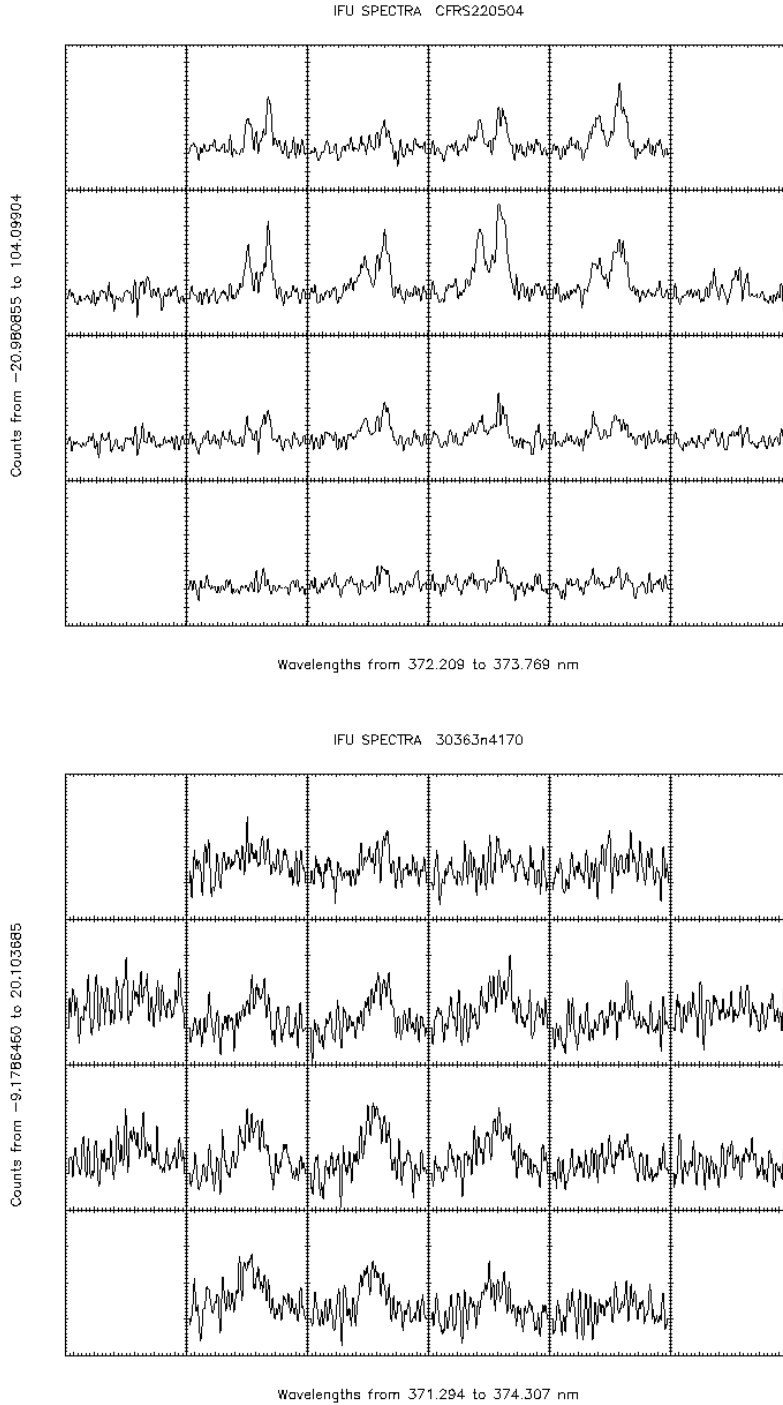


FIG. 4.2 – Exemples de doublets [OII] obtenus avec l'IFU GIRAFFE. En haut : cas de CFRS22.0504 où le doublet est parfaitement résolu sur l'ensemble de l'IFU. En bas : cas de HDFS4170 où le doublet n'est en revanche pas résolu malgré la résolution spectrale utilisée ( $R \sim 10000$ ). Les spectres ont été traités par un filtrage de Savitsky-Golay (voir chapitre 3) afin de diminuer le bruit.

Classe dynamique	[OII] résolu	[OII] non résolu
Disque en rotation	82%	18%
Rotation perturbée	80%	20%
Cinématique complexe	81%	19%

TAB. 4.1 – Classification spectrale en fonction de la classe dynamique. La table indique le pourcentage de galaxies dans chaque classe dynamique qui montrent des doublets résolus dans une majorité de pixels de l’IFU.

ne sont pas résolus par GIRAFFE : ce sont les galaxies pour lesquelles la taille du pixel de l’IFU GIRAFFE est trop grande pour pouvoir résoudre les mouvements à grande échelle, qui se superposent et ne permettent plus de résoudre le doublet [OII] à l’intérieur d’un pixel donné.

## 4.2 Dynamique des galaxies compactes lumineuses

### Résumé de l’article A&A Puech *et al.* 2006a (accepté)

#### Contexte

Nous nous intéressons dans ce second article au sous-échantillon présenté dans l’article Flores *et al.* (2006, voir paragraphe précédent), constitué des galaxies compactes lumineuses (LCGs,  $M_B \leq -20$ ,  $r_{1/2} \leq 5.h_{50}^{-1}\text{kpc}$ ). Ces galaxies sont des sources très énigmatiques : elles peuvent atteindre la luminosité de la Voie Lactée dans un rayon de moins d’un-tiers de celui de notre galaxie. Les LCGs sont les galaxies subissant le plus d’évolution dans l’UV : elles représentent  $1/5^{me}$  des galaxies lumineuses à  $z=0.7$  et sont quasiment absentes aujourd’hui (voir chapitre 2). Il est donc important de comprendre comment ont évolué ces galaxies aujourd’hui.

#### But

L’objectif de cet article est d’étudier la dynamiques des LCGs afin de sonder quels sont les mécanismes physiques à l’oeuvre dans ces galaxies et de les relier ainsi aux populations locales.

## Méthode

Nous avons utilisé une méthodologie identique à celle de Flores *et al.* (2006) : parmi 21 LCGs, nous avons retenu celles (17 galaxies) dont au moins 4 pixels (1 élément de résolution spatiale) avaient un SNR intégré d’au moins  $\sim 25$  (correspondant à un SNR de 1 par élément de résolution spectral). Les champs de vitesse et cartes de dispersion de vitesse ont été construits pour ces 17 galaxies en ajustant le doublet [OII] par une double gaussienne. Nous avons alors classé la cinématique des 17 galaxies en 3 classes : disque en rotation, rotation perturbée et cinématique complexe.

## Résultats

Nous trouvons que parmi les 17 LCGs de cet échantillon, 53% à 82% des LCGs sont des systèmes non relaxés et que seulement 18% sont des disques en rotation. En supposant que les LCGs sont malgré tout des systèmes à l’équilibre, nous comparons la dispersion de vitesse des raies intégrées et des cartes de dispersion et montrons l’impossibilité pour ces galaxies d’être des systèmes supportés par la dispersion. Parmi les 17 LCGs, 4 présentent un axe dynamique perpendiculaire à l’axe photométrique. Une alternative possible pour ces galaxies pourrait être que la cinématique du gaz ne trace pas le potentiel gravitationnel mais des phénomènes d’inflows et/ou d’outflows. Les données présentées ici ne permettent pas d’écarter totalement cette hypothèse, même si les phénomènes d’outflows ne sont probablement présents que dans 1 voir 2 des 4 galaxies. Nous testons dans l’appendice l’hypothèse selon laquelle les LCGs pourraient être des systèmes à l’équilibre supportés par la rotation en identifiant les mouvements à grande échelle avec la rotation, et montrons que dans ce cas, 70% des LCGs ont un bilan d’énergie compatible avec cette hypothèse.

## Conclusion

L’ensemble de ces résultats montre que la majorité des LCGs semble associée à des systèmes non relaxés où les mouvements à grande échelle et éventuellement les mouvements aléatoires jouent un rôle importants. Ceci semble donc supporter l’hypothèse proposée par (Hammer *et al.*, 2005) selon laquelle la majorité des LCGs serait des major mergers progéniteurs des galaxies spirales de masse intermédiaire.

# 3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE - II: Are Luminous Compact Galaxies merger remnants ?<sup>★</sup>

M. Puech, F. Hammer, H. Flores<sup>1</sup>, G. Östlin<sup>2</sup> and T. Marquart<sup>3</sup>

<sup>1</sup> Laboratoire Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation, Observatoire de Paris, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon France

<sup>2</sup> Stockholm Observatory, AlbaNova University Center, 10691 Stockholm, Sweden

<sup>3</sup> Dept. of Astronomy and Space Physics, Box 515, 75120 Uppsala, Sweden

Received xxx, 2005; accepted xxx, 2005

## Abstract.

Luminous Compact Galaxies are enigmatic sources by many aspects. They can reach the luminosity of the Milky Way within a radius of only a few kpc. They also represent one of the most rapidly evolving populations of galaxies since they represent up to 1/5 of the luminous galaxies at redshift  $z = 0.7$  while being almost absent in the local Universe. The measurement of their dynamics is crucial to our understanding of LCGs since this has the potential of telling us which physical process(es) that drives them, and ultimately to link them to the existing present-day galaxies. Here we derive the 3 dimensional velocity fields and velocity dispersion ( $\sigma$ ) maps of 17 Luminous Compact Galaxies selected from the Canada France Redshift Survey and the Hubble Deep Field South with redshifts ranging from  $z=0.4$  to  $z=0.75$ . We find that only 18% of them show rotational velocity fields typical of rotating disks, the others showing more complex kinematics. Not more than 24% of LCGs could be objects near equilibrium dominated by dispersion, as in classical spheroids. The majority of LCGs seems to be rather unrelaxed systems where both large scale motions and eventually random motions play a large role, which supports that they are probable mergers. It brings additional support to the “spiral rebuilding scenario” in which LCGs correspond to a previous or post-merger phase before the disk re-building.

**Key words.** Galaxies: evolution, Galaxies: formation, Galaxies: kinematics and dynamics, Galaxies: bulges

## 1. Introduction

Luminous Compact Galaxies (LCGs) ( $M_B < -20$ ,  $r_{half} < 5 h_{50}^{-1}$  kpc and  $EW_0([OII]) > 15\text{\AA}$ ) correspond to the most rapidly evolving population seen in the UV (Lilly et al. 1998): they represent  $\sim 20\%$  of the  $1 > z > 0.4$  galaxies (Zheng et al. 2005),  $\sim 50\%$  of the emission line galaxies (see Paper I, Flores et al. 2006) and almost vanish in the local Universe, with their number density decreasing by factors 7–10 (Jangren et al. 2004; Garland et al. 2003; Werk et al. 2004). Moreover, LCGs contribute to 40–50% of the increase in the cosmic Star Formation Rate (SFR) density between  $z=0$  and 1 as measured from rest frame UV luminosities (Lilly et al. 1995; Guzman et al. 1997) and 25% in the IR (Zheng et al. 2004). The spectra of LCGs reveal a mixture of old, intermediate and young stellar populations (Hammer et al. 2001). Apart from their compactness, LCGs have properties surprisingly similar to those of other, more extended luminous IR galaxies and starbursts: They show a similar mix of stellar populations, extinction property distributions, stellar masses and SFRs (Hammer et al. 2005). This

led Hammer et al. (2001) to propose that LCGs are the progenitors of present-day bulges of early type spirals.

Recently, Hammer et al. (2005) proposed the so-called “spiral rebuilding scenario” to explain the formation of the 75% most massive local spirals. This scenario is composed of 3 major phases: a “pre-merger phase” during which two distant spirals merge, the “LCG phase” where all material from the progenitors fall into the mass barycenter of the system and form a bulge, and the “disk growing phase” where subsequently accreted material form a rotating disk. This scenario is partly supported by Östlin et al. (1999 and 2001) who obtained very complex  $H\alpha$  velocity fields for local LCGs, characteristic of what is expected from merging galaxies. Another alternative is the one proposed by Barton and Van Zee (2001): comparing HI and optical emission line widths of nearby LCGs candidates they argued that interactions and minor mergers of disk galaxies may cause apparently compact morphology leading too to the formation of a bulge. Both views are not incompatible and can occur during different stages of the “LCG phase” described by Hammer et al. (2005).

Compact galaxies have been extensively studied in the past. Koo et al. (1995) were the first to propose that some compact galaxies could be the progenitors of local dwarf ellipticals (dE),

Send offprint requests to: mathieu.puech@obspm.fr

<sup>★</sup> Based on observations collected at the European Southern Observatory, Paranal, Chile, ESO Nos 71.A-0322(A) and 72.A-0169(A)



assuming that they experience a dramatic event of star formation before fading away by up to 5 magnitudes. Guzman et al. (1997) established a distinction between two types of compact galaxies: 60% present properties characteristic of young star-forming HII galaxies (in e.g. velocity widths, SFRs and mass-to-light ratios), whereas the remaining 40% constitute a more heterogeneous class of evolved starbursts, similar to local starburst disk galaxies. Philips et al. (1997) then suggested that the HII-like compact galaxies are the best candidates to evolve into dEs. In this paper we study the most Luminous and most actively star forming fraction of the population of Compact Galaxies (LCGs), i.e. those which contribute most to the increase in the star formation rate density. It is important here to stress that the sample presented in this paper correspond to the brightest 25% of galaxies in the sample of Blue Compact Galaxies (BCGs) in the Hubble Deep Field (HDF) at  $0.1 < z < 1.3$  studied by Guzman et al. (1997)<sup>1</sup>, and would have mostly been classified as SB-disk like compact galaxies following their criteria. They thus do not correspond to the sub-class of compact galaxies for which Guzman et al. (1997) would have considered as possible progenitors of dEs. Notice that for another sub-class of compact galaxies, Philips et al. (1997) found that “*one possibility is that they are disks forming from the center outward, and so the radius of the luminous material and enclosed mass are small compared to present-day spirals*”.

Whereas the LCGs are important for understanding galaxy evolution since  $z = 1$ , their nature is thus still enigmatic. The aim of this paper is to evaluate the nature of their kinematics from a survey of 17 LCGs randomly selected from the CFRS and the HDF-South (HDFS) field at redshifts from  $z = 0.4$  to  $0.75$ , and to investigate if their dynamics is supported either by rotation or velocity dispersion. This will help in distinguishing a merger scenario from a dwarf elliptical experiencing a 5 magnitude brightening. Section 2 present the sample, observations and the methodology we followed. Kinematical and dynamical results are in section 3 and 4. We discuss our results in section 5 and a conclusion is given in section 6. In the following, we assumed a  $\Lambda$ -CDM cosmology with  $H_0 = 70$ ,  $\Omega_m = 0.3$ ,  $\Lambda_0 = 0.7$  and  $q_0 = -0.55$ .

## 2. Sample, observations & methodology

To select compact galaxies, we used Hubble Space Telescope (HST) images in the F814W filter (WFPC2, 0.1 arcsec/pix; and ACS, 0.05 arcsec/pix) in the CFRS (3hr and 22hr fields) and the HDFS field. For one galaxy, however, we used ground-based images obtained by the CFRS team at the CFHT (0.207 arcsec/pix, see Hammer et al. 2001).

We selected 21 LCGs with  $0.4 \leq z \leq 0.75$ , following the procedure detailed in Hammer et al. (2001), using the light concentration parameter  $\delta$  as a compactness criterion which measures the difference between the luminosities within the 5 and 15 kpc radii (see Table 1). The condition  $\delta I < 0.73$  allows to select galaxies with  $r_{half} \leq 5h_{50}^{-1}$  kpc in a homogeneous way.

This value corresponds to  $\sim 4.34$  kpc in a  $\Lambda$ -CDM cosmology at  $z \sim 0.55$ . To achieve a homogeneous selection, ACS images were degraded and re-sampled to the WFPC2 quality using a point spread function (PSF) generated with the Tiny Tim software. This size criterion ensures the selection of relatively small galaxies (see Ravindranath et al. 2004), although not necessarily as compact as those selected by some other authors (e.g. Guzman et al. 1997). Half light radii were then derived by interpolating luminosities enclosed within concentric ellipses using the IRAF polyphot task (see Hammer et al. 2001 for a complete description of the procedure). Inclinations were estimated using SExtractor (Bertin et al. 1996) and the ellipse task of IRAF: we find a mean absolute difference of  $\sim 2$  degrees between these two methods. Independent measurements were also done by eye and gave similar results as SExtractor to within  $\sim 4$  degrees. In the following, we will use the estimates from SExtractor and assume an error of  $\pm 4$  degrees.

As part of the Guaranteed Time Observations (GTO) of the Paris Observatory, we obtained observations with the FLAMES/GIRAFFE instrument of the 21 compact galaxies using the deployable integral field units (IFUs), each covering an area of 3 by 2 arcsec<sup>2</sup>, at 0.52 arcsec/pixel. The complete description of the GTO sample is given in Paper I (Flores et al. 2006). Briefly, we used LR04 and LR05 setups targeting the [OII] doublet ( $R \sim 10000$ ), integration times ranging from 8 to 13 hours and the seeing was typically  $\sim 0.6$  arcsec during all the observations. Data cubes were reduced using the GIRBLDRS v1.12 package (Blecha et al. 2000), including narrow flat-fielding. Sky was carefully subtracted with our own IDL procedures.

Among these 21 compact galaxies, we selected 17 galaxies for which at least 4 pixels had [OII] doublet reaching an integrated signal to noise ratio (SNR) of 25. Note that this corresponds to a SNR of 1 per spectral resolution element. In the following we focus only on these 17 remaining LCGs (see Table 1). At first sight, it might seem too challenging to derive velocity fields of compact galaxies ( $r_{half} \sim 0.5$  arcsec), using the GIRAFFE/IFU with 0.52 arcsec microlenses. To assess this we examine how many pixels that reach an integrated SNR of 19. Among the sample of LCGs, we found a median value of 11 pixels ( $\sim 3$  arcsec<sup>2</sup>) compared to 16 ( $\sim 4.3$  arcsec<sup>2</sup>) for a sample of 8 spirals of Paper I (Flores et al. 2006). On average our LCGs are thus  $\sim 30\%$  less extended than spirals. However, the average filling factor of the IFU (20 pixels) for the sample of 17 LCGs is  $\sim 55\%$ , which is sufficient to explore the kinematics of these galaxies.

We processed the spectra with a Savitzky-Golay filtering, which has the advantage over the widely used box smoothing that it conserves the first moment of spectral lines (Press et al. 1989). We identified the [OII] doublet by visual inspection and retained the spectra that reached a sufficient integrated spectral SNR ( $\sim 19$ ). We then fitted a double Gaussian with the following constraints (where the subscripts denote the two components of the fit):  $\lambda_2 - \lambda_1 = 2.783 \text{ \AA}$  (in rest frame wavelength) and  $\sigma_1 = \sigma_2$ . The line ratio was allowed to vary freely except when the fit failed: in these cases we forced the line ratio to a value of 1.4 which was the median value observed in our integrated spectra. This occurs for pixels with rather low SNR and affects

<sup>1</sup> They defined a compact galaxy as ( $r_{half} \leq 0.5$  arcsec and  $S B_{F814} \leq 22.2$  mag.arcsec<sup>-2</sup>)

$\sim 10\%$  of the measured pixels and will thus not significantly affect our results. In all such cases, we checked by eye that the derived fit was acceptable and took this into account during the classification (see below). The complete procedure is described in Paper I.

Figure 1 shows velocity and velocity dispersion ( $\sigma$ ) maps for the 17 LCGs. The  $\sigma$ -maps were corrected for the instrumental broadening using sky lines. To make the interpretation easier, velocity fields and  $\sigma$ -maps are presented after a simple  $5 \times 5$  linear interpolation. For each galaxy we also show a SNR map and compute a quality factor  $Q$  by adding the number of pixels in four SNR classes (very high with an integrated SNR  $\geq 38$ , high with  $25 \leq$  integrated SNR  $\leq 38$ , low with  $19 \leq$  integrated SNR  $\leq 25$  and bad with an integrated SNR  $\leq 19$ , which have been discarded) multiplied by the corresponding thresholds, and divided the result by the number of spectral resolution elements in the doublet (see Table 1).

### 3. Kinematics of LCGs

Following Paper I (Flores et al. 2006), we define 3 kinematical classes: rotating disks (velocity field showing rotation and  $\sigma$ -map showing a peak near the center), perturbed rotations (velocity field showing rotation but  $\sigma$ -map without peak or with a peak offset from the center) and complex kinematics, (see Figure 1 and comments on individual objects). This classification relies on the fact that observations with a low spatial resolution integral field spectrograph, such as GIRAFFE, should reveal line widths dominated by the integration of larger scale motions and not by intrinsic random motions: in the case of a rotating disk,  $\sigma$  should show a peak near the galaxy center, where the gradient of the rotation curve is the steepest (e.g. Van Zee & Bryant 1999). This classification has been checked through numerical simulations which are described in detail in Paper I. In these simulations, we assumed that ALL the observed galaxies are indeed rotating disks (taken as a standard model) and that all the observed large scale motions in the velocity fields correspond to rotations. In other words, we have tried to force each system to appear as rotational disks and then estimate the discrepancy between the observed system and the adopted standard rotation (see Paper I). Below we comment on the velocity fields of individual objects.

#### HDFS4170

Its kinematics is classified as a rotating disk: a rotation is seen in the velocity field and the  $\sigma$ -map has a clear peak in the center.

#### HDFS5190

Its kinematics is classified as a rotating disk: a clear rotation is seen in the velocity field and the  $\sigma$ -map shows a peak near the center.

#### CFRS03.0619

Its kinematics is classified as a rotating disk: the velocity field shows a clear rotation and the  $\sigma$ -map has a peak slightly offset from the center of the galaxy. Due to the low spatial resolution of GIRAFFE, we choose to classify this

galaxy as rotating disk rather than perturbed rotation.

#### CFRS03.1032

Its kinematics was first classified as complex because the velocity field looked perturbed and the  $\sigma$ -map has a peak near the edge of the galaxy. Although our simulation cannot reproduce the amplitude of the  $\sigma$  peak, this peak is however located in the same pixel as the one seen in the observed  $\sigma$ -map. HST/ACS imaging reveals a very compact structure, completely dominated by the center. This galaxy is the most compact in the sample. We retrieved a FORS slit spectrum from which we found a  $\text{Log}([\text{OIII}]/\text{H}\beta)$  ratio of 1.8, which characterize a Seyfert galaxy spectrum: The high  $\sigma$  value of this galaxy might reflect an AGN activity. We choose to re-classify its kinematics as a perturbed rotation, but we notice that it somewhat escapes our classification scheme.

#### CFRS22.0619

Its kinematics is classified as a perturbed rotation: a clear rotation is seen in the velocity field but the  $\sigma$ -map has a peak at the edge of the galaxy. Note that this galaxy is seen nearly edge-on.

#### CFRS03.1349

Its kinematics was first classified as a rotating disk because a clear rotation is seen in the velocity field and a peak is seen near the center of the  $\sigma$ -map. However, the simulation (see Paper I) cannot reproduce the location of the  $\sigma$  peak, although the secondary peak (at the bottom-left of the maximal peak) is reproduced. Zheng et al. (2004) classified this galaxy as Sab with a compact bulge, relatively blue compared to the disk. An interacting companion is 20 kpc away at the same redshift. Interestingly, this galaxy shows a companion galaxy at  $\sim 7$  kpc, and the distortion in the  $\sigma$  map is oriented towards this companion. We suspect that an interaction (gas falling) is responsible for both the star formation activity and distortion of the kinematics (following the scenario proposed by Barton & Van Zee 2001). We then choose to re-classify its kinematics as a perturbed rotation.

#### CFRS22.1064

Its kinematics is classified as perturbed: the velocity field shows rotation but the  $\sigma$ -map is very perturbed.

#### HDFS5150

Its kinematics is classified as a perturbed rotation: rotation is seen in the velocity field but the  $\sigma$ -map has a peak at the edge of the galaxy. The morphology looks quite irregular.

#### CFRS03.0508

The velocity field clearly shows an apparent rotation and the  $\sigma$ -map has a well-defined peak in the center. Note however that the dynamical axis seems almost orthogonal to the photometric axis of the brightest component: this could be a signature of outflows (Veilleux et al. 2005; Bosma, private communication). Hence its kinematics

ID	z	$I_{AB}^a$	$M_B^b$	$M_K^b$	$\delta I$	$r_{half}^c$	$i^d$	$N_{pix}^e$	Q
HDFS4170	0.4602	20.79	-20.43	-22.60	0.56	3.57	51	12	16.50
HDFS5190	0.6952	21.31	-21.25	-21.92	0.60	4.07	59	11	15.50
CFRS03.0619	0.4854	20.80	-20.67	-21.93	0.63	3.87	27	14	15.25
CFRS03.1032	0.6180	20.49	-21.18	-22.64	0.51	1.79	37	6	6.50
CFRS22.0619	0.4676	21.55	-19.33	-19.33	0.70	4.31	68	11	14.75
CFRS03.1349	0.6155	20.87	-21.19	-22.92	0.56	3.84	48	12	15.00
CFRS22.1064	0.5383	22.08	-19.87	-21.64	0.24	2.36	49	7	9.25
HDFS5150	0.6956	22.36	-20.20	-21.03	0.72	3.39	42	9	11.25
CFRS03.0508	0.4642	21.92	-19.61	-20.35	0.46	3.32	38	16	24.00
CFRS03.0645	0.5275	21.36	-20.30	-21.34	0.71	4.57	45	19	26.25
CFRS22.0919	0.4738	21.77	-19.99	-19.53	0.41	2.52	61	11	15.50
CFRS22.0975	0.4211	20.21	-20.40	-22.53	0.59	3.82	50	8	9.00
CFRS03.0523	0.6508	21.31	-20.67	-21.55	0.48	3.57	41	10	12.25
HDFS4130	0.4054	20.09	-20.90	-22.13	0.62	4.04	36	13	17.50
HDFS4090	0.5162	22.15	-19.71	-19.83	0.35	1.54	45	6	7.50
HDFS5140	0.5649	22.38	-19.76	-20.46	0.36	2.57	50	9	10.75
HDFS5030	0.5821	20.40	-21.74	-22.68	0.66	4.19	25	10	9.25

<sup>a</sup> isophotal magnitudes.

<sup>b</sup> from Hammer et al. 2005.

<sup>c</sup> in kpc.

<sup>d</sup> inclination, in deg.

<sup>e</sup> number of pixels in the IFU with a SNR lower than 19.

**Table 1.** Main properties of the sample of LCGs: galaxies names, redshifts, isophotal I magnitudes, absolute B and K magnitudes, light concentration, half light radii, inclination, number of pixels reaching an integrated SNR of 19 and quality factor (see text).

has been classified complex. From morphological studies, Zheng et al. (2005) classified this galaxy as the relics of an interaction or merger, with a relatively blue color over the whole galaxy.

#### CFRS03.0645

Also this galaxy shows rotation that is orthogonal to the photometric major axis, which may indicate an outflow and the  $\sigma$ -map has a peak at the edge of the galaxy. We classified the kinematics as complex. Zheng et al. (2005) found a relatively blue color all over the galaxy and classified it as a probable merger.

#### CFRS22.0919

Its kinematics is classified as complex: the velocity field is perturbed and the  $\sigma$ -map does not show any peak. Note the tails, characteristic of interacting systems, seen in the HST image.

#### CFRS22.0975

Its kinematics is classified as complex: the velocity field is perturbed and the  $\sigma$ -map shows a peak but not at the galaxy center. HST imaging reveals 3 distinct components. This system is probably just preceding a merger and the high velocity gradient in Figure 1 can probably not be attributed to rotation.

#### CFRS03.0523

Its kinematics is classified as complex: the velocity field and the  $\sigma$ -map do not show any kind of structure expected

from rotation. HST imaging shows a tidal tail, probably indicating ongoing interactions or gas accretion. This galaxy has a central region bluer than the outer region (Zheng et al. 2004). The  $\sigma$  maxima on the outer edges of the galaxy correspond to relatively blue regions (see Zheng et al. 2004).

#### HDFS4130

Its kinematics is classified as complex: the velocity field shows rotation but the  $\sigma$ -map does not have any peak. This galaxy is asymmetric with (spiral ?) arms visible on one side only (maybe a distant version of a “tadpole” galaxy).

#### HDFS4090

Its kinematics is classified as complex: the velocity field is perturbed and the  $\sigma$ -map does not have any peak. The morphology looks like a “peanut”.

#### HDFS5140

Its kinematics is classified as complex: the velocity field is very perturbed, although the  $\sigma$ -map has a peak near the center.

#### HDFS5030

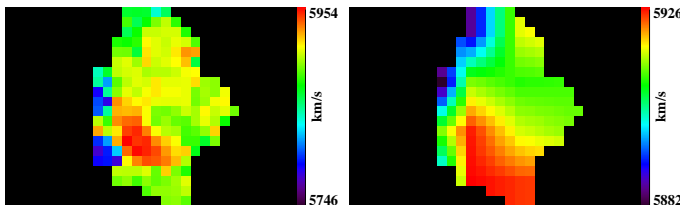
Its kinematics is classified as complex: both the velocity field and the  $\sigma$ -map appear perturbed.

In the sample, 53% of the LCGs (9 galaxies) present complex kinematics, which are very different from classical nearby spiral galaxies (e.g. Garrido et al. 2002; 2003 & 2004) or early-

type galaxies (Emsellem 2004), indicating that these LCGs are unrelaxed systems. As Figure 1 shows, there is no correlation between these dynamical classes and their quality factor  $Q$ . Even discarding the lowest SNR pixels would not change the nature of the kinematics and hence the kinematical complexity of a galaxy cannot be attributed to a lower SNR.

Five galaxies, or 29%, have perturbed kinematics and the remaining three galaxies (18%) look like normal spiral galaxies. Interestingly, among these last eight galaxies (perturbed rotation and rotating disks), all but three (CFRS03.0619, HDFS5150 and HDFS5190) have possible nearby companions which might indicate interactions responsible for their compactness (see Barton & van Zee 2001).

Before concluding on the dynamical nature of LCGs, we have to investigate whether such perturbed/complex velocity fields could be artificial features caused by the low spatial sampling of GIRAFFE. In Flores et al. (2004 & 2006), we illustrated the ability of GIRAFFE to recover regular velocity fields of distant rotating disks. The question is then to demonstrate the ability of GIRAFFE to recover also more complex velocity fields in distant galaxies. To tackle this issue, we used Perot-Fabry observations by Östlin et al. (1999) of a local LCG. We redshifted the ESO 400-G43 data cube (see Östlin et al. 1999 & 2001) to  $z=0.6$  and simulated the effects of a 0.52 arcsec sampling and a 0.6 arcsec seeing. The result is illustrated in Figure 2: GIRAFFE smoothes the velocity fields (and thereby underestimates the velocity gradient) but no artificial features are created. Moreover, the simulated velocity field shows some similarities with those of the LCGs in Fig. 1.



**Fig. 2.** Simulation of the velocity field of a LCG at  $z=0.6$ . Left: Redshifted velocity field of ESO400-G43 (see Östlin et al. 1999) with a  $\sim 0.1$  arcsec pixel (1/5 of a GIRAFFE pixel). Right: velocity field of the same galaxy as could have been seen by GIRAFFE (0.6 seeing and 0.52 arcsec/pixel) with a simple 5x5 interpolation and assuming the same spatial extension. The resolution is dramatically reduced as well as the velocity gradient (by a factor 4.7), but no artificial features are created.

We can then conclude that LCGs are mainly (53 to 82% as judged from our rather small number statistics) unrelaxed systems, at least when ionized gas motions are considered. Such kind of complex kinematics have also been observed by Swinbank et al. (2005) who obtained the velocity field of a merger remnant at  $z \sim 0.1$ , similar to the complex velocity fields of our LCGs. However, this conclusion relies on the kinematics of the gas *only*: Östlin et al. (2004) showed that in one local LCG, gas and stars seem dynamically decoupled, and that stars seem more relaxed than the gas. In the following section, we attempt to investigate the nature of the LCG kinematics, namely if they are mostly dominated by rotation or by disper-

sion. The fact that LCGs are not dynamically relaxed systems is a severe limitation for this exercise.

## 4. Test of the dynamics of LCGs

To investigate energy balances of LCGs, we assume in this section that LCGs are systems almost at equilibrium. In this case, one could imagine two possibilities: (1) LCGs are mainly supported by velocity dispersion, or (2) LCGs are mainly supported by rotation. Both options require to assume that LCGs are dynamically not too far from equilibrium and we would like to point out again that this assumption represent a severe limit in setting up energy balances of LCGs. Moreover, the last possibility (that LCGs are dominated by rotation) requires in addition to identify large scale motions to rotation, which is even more speculative and will thus be detailed in appendix.

### 4.1. Can LCGs be supported by velocity dispersion?

If LCGs were systems at equilibrium and supported by velocity dispersion, then the intensity-weighted mean  $\sigma$  and the one derived from their integrated spectra  $\sigma_{intg}$  should be in agreement (e.g. Bershadsky et al. 2004; Östlin et al. 2001).

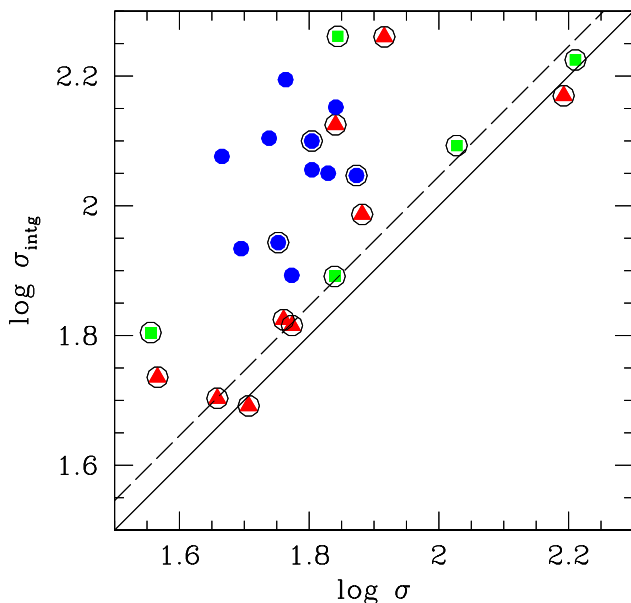
We constructed integrated spectra by the direct summation of all the spatial elements in the whole IFU. Integrated [OII] lines were fitted following the same way as for IFUs pixels, but due to the influence of larger scale motions (rotation for spirals) that widen integrated lines, about 50% of the integrated spectra were impossible to fit correctly by a double Gaussian. We then summed independently the fits of each line of the [OII] doublet over the whole IFU, fitted both by single Gaussian (corrected from instrumental dispersion) and estimated the integrated velocity dispersion taking the mean of the two velocity dispersions derived independently. We checked that in most cases, these two velocity dispersions were very similar and that when integrated line fit was possible, both methods gave similar results.

Both measurements are presented in Table 2 and Figure 3. By repeating several times the fitting procedure, we estimated the error on  $\sigma_{intg}$  to be  $\pm 5$  km/s. This translates into a 3-10% of uncertainty on  $\sigma_{intg}$  (in the range of measured  $\sigma_{intg}$ ). We thus adopt a 10% relative threshold between  $\sigma$  and  $\sigma_{intg}$  to identify the galaxies which can potentially be supported by velocity dispersion. Five galaxies (29 %) have such a relative difference between  $\sigma$  and  $\sigma_{intg}$ : CFRS03.0523, CFRS03.1032, CFRS22.0919, HDFS4090 and HDFS5030 (see Table 2 and Figure 3). Note that among these galaxies, CFRS03.1032 is a very peculiar case because of both its very high central  $\sigma$  and its AGN activity (see individual comments). Three other galaxies (HDFS5150, CFRS03.0645 and CFRS22.1064) have a relative difference between  $\sigma$  and  $\sigma_{intg}$  (greater than 10% and) lower than 20%, which could still indicate that velocity dispersion could play an important role in these galaxies.

Figure 3 illustrates the fact that the majority of LCGs cannot be supported by velocity dispersion, because their integrated spectra demonstrate that their energy balances are dominated by large scale motions.

ID	class	$V_{rot}$	$\sigma$	$\sigma_{corr}$	$\sigma_{intg}$	$M_*$
HDFS4170	RD	173	75	56	111	10.83
HDFS5190	RD	168	64	27	126	10.51
CFRS03.0619	RD	155	57	55	88	10.50
CFRS03.1032	PR*	139	162	161	168	10.87
CFRS22.0619	PR	67	36	24	64	9.50
CFRS03.1349	PR*	235	70	34	183	10.91
CFRS22.1064	PR	124	107	101	124	10.39
HDFS5150	PR	77	69	67	78	10.14
CFRS03.0508	CK	78	37	34	54	9.87
CFRS03.0645	CK	125	58	49	67	10.27
CFRS22.0919	CK	45	46	43	51	9.54
CFRS22.0975	CK	409	82	10	182	10.82
CFRS03.0523	CK	97	156	155	148	10.35
HDFS4130	CK	153	76	72	97	10.63
HDFS4090	CK	20	51	51	49	9.67
HDFS5140	CK	224	69	32	133	9.91
HDFS5030	CK	74	59	59	65	10.81

**Table 2.** Dynamical properties of the sample of LCGs. The column entries are (from left to right): id, dynamical class (RD=Rotating Disk, PR=Perturbed Rotation, CK=Complex Kinematics), maximal rotational velocity (corrected from inclination but not from GIRAFFE spatial sampling; The objects for which the kinematical classification is uncertain are indicated by a star, see individual comments), intensity-weighted velocity dispersion calculated from  $\sigma$ -map, intensity-weighted velocity dispersion corrected from GIRAFFE sampling effect (see text), and stellar masses derived from photometry (in solar mass).



**Fig. 3.** Velocity dispersion  $\sigma_{intg}$  derived from integrated spectra vs intensity weighted mean velocity dispersion  $\sigma$  derived from  $\sigma$ -maps. Encircled blue full dots are LCGs classified as rotating disks, encircled green squares are LCGs classified as perturbed and encircled red triangles are complex LCGs. Blue full dots are rotating disks from Paper I (Flores et al. 2006), added for comparison. The dash line represents the limit where the relative difference between  $\sigma$  and  $\sigma_{intg}$  is 10%.

#### 4.2. Dynamical support of LCGs

Given the results of the last paragraph, the only possibility for the majority of LCGs to be systems at equilibrium is to be sup-

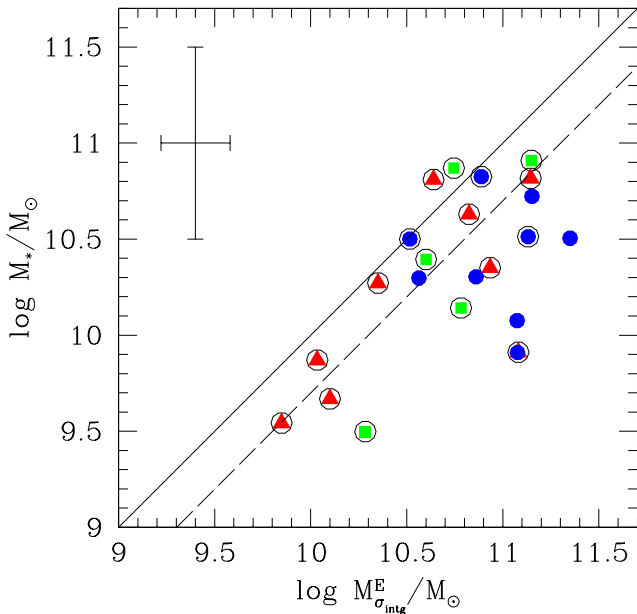
ported by rotation. This would imply that the large scale motions seen in the velocity fields of LCGs are due to rotation, although these motions are not completely relaxed. However, we already know that this is not true for at least the objects whose dynamical axis are not aligned with the optical one, ie for objects suspected of outflows (see individual comments). In the appendix, we nevertheless naively assumed that the large scale motions are precisely due to rotation. As we assumed that LCGs are at equilibrium, we can then set up energy balance using classical relations linking their kinematics (velocity or dispersion) to their mass, to see if these balances are effectively dominated by the large scale motions interpreted as rotation. Under such an assumption, one finds that 70% of LCGs have an energy balance effectively consistent with rotation. However, this question can only be properly addressed with the knowledge of the kinematics of the stars (see e.g. Östlin et al. 2004).

In conclusion, we find that only 24% of LCGs could be supported by velocity dispersion. Given that 18% of LCGs are classified as RD, it remains 58% of LCGs for which we cannot exclude that rotational support could play a role in their dynamical state. Among these 58%, 17% might have a non-negligible contribution from dispersion. Such a mix between large scale motions and random motions is perfectly compatible with mergers.

#### 5. Stellar vs. dynamical masses

We derive stellar masses  $M_*$  following Hammer et al. (2005) (see Table 2). Figure 4 compares stellar masses with total dynamical pseudo-equivalent masses derived from integrated spectra, which is the most reliable estimate of the total dynamical mass we can use (see Appendix). Following Conselice et al. (2005) who carried an extensive study of uncertainties and systematics on stellar masses, we estimate our error on stellar

masses to be 0.5 dex. Among the sample of spirals of Paper I (Flores et al. 2006), a mean ratio of  $\sim 6.6$  (median  $\sim 7$ ) was found, which is roughly in agreement with the value of Conselice et al. (2005) who found a mean ratio of  $\sim 5$  for a sample of  $z \sim 0.5$  disk galaxies. The difference between these two samples of spirals is most probably related to the difference of observational strategy (slit spectroscopy vs Integral Field Spectroscopy), because the maximal rotational velocity can be largely underestimated when measured by slit spectroscopy, since only a part of the whole kinematics is sampled (see Discussion). On the other hand, we find for our sample of LCGs a mean ratio between dynamical  $M^E$  and stellar masses of  $\sim 3$  (median  $\sim 1.7$ ). If the majority LCGs are merging systems, as suggested by their kinematics, their spectra are then likely dominated by unrelaxed motions, which could lead to underestimate their total dynamical  $M_{\sigma_{\text{intg}}}^E$ .



**Fig. 4.** Stellar masses vs dynamical  $M^E$ . Encircled blue full dots are LCGs classified as rotating disks, encircled green squares are LCGs classified as perturbed and encircled red triangles are complex LCGs. Blue full dots are rotating disks from Paper I (Flores et al. 2006), added for comparison. For convenience, only the median error bar has been plotted.

## 6. Discussion & conclusion

We have presented GIRAFFE-IFU observations and derived velocity fields and  $\sigma$  maps for 17 LCGs. Our main result is that 18% have velocity fields characteristic of rotating disks kinematics, the rest having perturbed or complex kinematics. This result is unlikely to be affected if we account for the four objects that were discarded because of a too low SNR. Among them, two show (in HST images) tails characteristics of ongoing interactions. We find that the majority of LCGs seems to be neither rotating disks nor spheroids dominated by dispersion

but rather unrelaxed systems where large scale motions and eventually random motions play a large role, which supports that they are probable mergers.

In this sample of 17 LCGs, four have their velocity gradient nearly perpendicular to their main optical axis (CFRS03.0508, CFRS03.0645, CFRS22.0975 and HDFS5140). It suggests that in these galaxies, gas is tracing feedback processes such as outflows, rather than gravitational dynamics: in this case, the dynamical axis should appear off axis relative to the optical main axis (see Veilleux et al. 2005 and references therein). All of them except CFRS22.0975 have stellar masses lower than  $3.10^{10} M_{\odot}$  which is the upper threshold for supernova feedback to drive efficient outflows (Dekel & Birnboim 2005). In CFRS22.0975, the gas velocity field probably traces the relative motion of the merger progenitors (see its morphology in Figure 1). For CFRS03.0645, we retrieved FORS slit spectra (Hammer et al. 2001) to compare systemic velocities of emission ( $H_{\beta}$ ,  $H_{\gamma}$ , [OII] and [OIII]) and interstellar absorption lines (CaII, H and K) and found no significant shifts between them, which makes the outflow hypothesis uncertain for this galaxy. Note however that the slit has been aligned with the apparent (optical) main axis which could explain why we did not see any shift between emission and absorption lines. The electron density map of CFRS03.0508 is presented in Paper III (Puech et al. 2006b) and support the outflow hypothesis.

Bershady et al. (2004) used the STIS long slit spectrograph onboard the HST to study the kinematics of 6 LCGs with  $M_B \sim -21$ ,  $r_{\text{half}} \sim 2 h_{70}^{-1}$  kpc and  $\sigma \sim 65$  km/s, and found that LCGs are supported by velocity dispersion. Unfortunately, only one galaxy of the present sample (CFRS220919) is enough compact to fulfill these selection criteria. Interestingly, it has been pointed out by Hammer et al. (2001) that this galaxy could be a possible progenitor of a dE. Here we find that this galaxy is a possible candidate for being supported by dispersion. However, given the complexity of most LCGs kinematics presented here, slit spectroscopy should be used with care for this kind of objects. A careful inspection of Figure 1 reveals that with long slit spectroscopy, the real nature of many LCGs presented in this paper would have been misinterpreted. In the case of CFRS03.0645, a slit positioned along the main optical axis would have revealed a rather flat velocity gradient and would have completely missed the rotation. The case of CFRS03.0508 is even more instructive: the same exercise would have revealed a flat velocity gradient and a clear  $\sigma$  peak, and this galaxy would then have been classified as supported by dispersion.

Finally, how can we interpret the compactness of LCGs? Most of perturbed kinematics and rotating LCGs show possible companions with which they could be in interaction. This could explain their compactness as due to interactions and/or minor mergers, following Barton & van Zee (2001, see introduction). Another conjecture is the one of Hammer et al. (2005). They proposed a scenario where local massive spiral could form after major mergers in three main phases. The sequence would start by a pre-merging phase during which the system would form a huge amount of stars and appear as a LIRG. The second phase would be the LCG phase, were all material falls onto the mass barycenter of the merging system which could



enhanced the star formation activity in the center of these systems, making them looking compact. This is consistent with Bergvall & Östlin (2002) who found central intense starbursts superimposed on low surface brightness components in four local BCGs. Our results are consistent with this picture as we found that most LCGs are objects with complex kinematics as expected from major mergers. During the third phase of the scenario, a disk would grow thanks to material accreted from the IGM. Inflows/outflows are also predicted by this scenario, arising from feedback and gas falling back to form a new disk (see Robertson et al. 2005).

How could we distinguish between minor and major mergers? In a minor merger, the disk cannot be destroyed and the kinematics of the remnant cannot appear too complex. We should then observe a galaxy still rotating along its main optical axis but a dispersion map peaking outside the center, where the smaller progenitor falls. This could correspond to the LCGs we classified perturbed. On the other hand, during a major merger the disk is completely destroyed or at least strongly perturbed. In such a case, we should then observe either a rotation significantly misaligned with the optical axis combined with a non-centered dispersion map, or a complex kinematics without any obvious structure. We emphasize that given our spectral resolution, reaching  $\sim 10000$ , the fact that the [OII] doublet is not always resolved reveals by itself the complexity of some of these galaxies.

LCGs dominate the evolution of the UV luminosity from  $z=1$  to 0. Their role can thus not be negligible in the process of formation and evolution of galaxies during the last 8 Gyr. Our results highly support a hierarchical type picture where galaxies form from smaller units. In this picture, LCGs seem to be a major event as proposed by Hammer et al. (2005). Although based on small numbers, our sample is nevertheless representative of the galaxy population at  $0.4 \leq z \leq 0.75$  (see Paper I). A larger sample is under construction as part of the ESO Large Program IMAGES (P.I.: F. Hammer) and will be a decisive step towards the confirmation of the spiral rebuilding scenario. Recently, it has been shown that major merger remnants may not necessarily be ellipticals but also spirals, depending on the gas abundance (Springel and Hernquist 2005) and/or the Black Hole feedback (Robertson et al. 2005). Comparisons with theoretical simulations will bring a crucial test of the spiral rebuilding scenario and on the nature of LCGs.

*Acknowledgements.* We thank P. Amram and C. Balkowski for their help and very useful comments, and our R. Guzman, our referee, for his very useful comments and suggestions. We also thank A. Bosma for his enlightening comment on CFRS03.0508. We are especially indebted to T.J. Cox who provide us with an hydrodynamical simulations of a Sbc galaxy. HF and MP wish to thank ESO Paranal staff for their reception and their very useful advises during observations. We thank all the team of GIRAFFE at Paris Observatory, at Geneve Observatory and at ESO for the remarkable accomplishment of this unique instrument, without which, none of these results would be obtained.

## References

Barton E. & Van Zee L., 2001, ApJ, 550, L35.

- Bender R., Burstein D. & Faber S.M., ApJ, 1992, 399, 462.  
 Bergvall N. & Östlin G., 2002, A&A, 390, 891.  
 Bershadsky M., Vils M., Hoyos C. et al., 2004, astro-ph/0411597.  
 Bertin E. & Arnouts S., A&AS, 1996, 117, 393.  
 Blecha A., Cayatte V., North P. et al., Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye & Alan F. Moorwood Eds., 2000, SPIE proc. vol. 4008, 467.  
 Conselice C.J., Bundy K., Ellis R.S. et al., 2005, ApJ, in press, astro-ph/0503597.  
 Cox T.J., Primack J., Jonsson P. et al., ApJ, 2004, 607, 87.  
 Dekel A. & Birnboim Y., 2005, astro-ph/0412300.  
 Emsellem E., Cappellari M., Peletier R.F. et al. MNRAS, 352, 721.  
 Flores H., Puech M., Hammer F. et al., 2004, A&A, 420, L31.  
 Flores H., Hammer F., Puech M. et al., 2006, A&A, submitted (Paper I).  
 Garland C., Pisano D., Williams J. et al., 2003, in 4th Cologne-bonn-zermatt-Symposium, ed. S. Pfalzner et al., astro-ph/0310857.  
 Garland C., Pisano D., Williams J. et al., 2004, ApJ, 615, 689.  
 Garrido O., Marcelin M., Amram P. et al. A&A, 2002, 387, 821.  
 Garrido O., Marcelin M., Amram P. et al. A&A, 2003, 399, 51.  
 Garrido O., Marcelin M., Amram P. et al. MNRAS, 2004, 349, 225.  
 Guzman R., Gallego J., Koo D. et al., 1997, ApJ, 489, 559.  
 Hammer F., Gruel N., Thuan T.X. et al., 2001, ApJ, 550, 570.  
 Hammer F., Flores H., Elbaz D. et al., 2005, A&A, 430, 115.  
 Jangren A., Bershadsky M., Conselice C. et al., 2004, AJ, submitted.  
 Koo D., Guzman R., Faber S. et al., 1995, ApJ, 440, L49.  
 Lequeux J., A&A, 1983, 125, 394.  
 Lilly S.J., Hammer, F., Le Fvre, O. et al. 1995, ApJ, 455, 75.  
 Lilly S.J., Schade D., Ellis R. et al., 1998, ApJ, 500, 75.  
 Östlin G., Amram P., Masegosa J. et al., 1999, A&AS, 137, 419.  
 Östlin G., Amram P., Bergvall N. et al., 2001, A&A, 374, 800.  
 Östlin G., Cumming R., Amram P. et al., 2004, A&A, 419, L43.  
 Persic M. & Salucci P., 1988, MNRAS, 234, 131.  
 Phillips A., Guzman R., Gallego J. et al., 1997, ApJ, 489, 543.  
 Press W.H., Flannery B.P., Teukolsky S.A. et al., Numerical recipes in C, Cambridge University Press, 1989.  
 Puech M., Flores H., Hammer F., 2006b, A&A, submitted (Paper III).  
 Ravindranath S., Ferguson H.C., Conselice C. et al., 2004, ApJ, 604, 9.  
 Robertson B., Hernquist L., Bullock J.S. et al., ApJL, submitted, astro-ph/0503369.  
 Rozas M., Sabalisck N., Beckman J.E. et al., A&A, 1998, 338, 15.  
 Springel V. & Hernquist L., 2005, 622, 9.  
 Swinbank A.M., Balogh M.L., Bower R.G. et al., ApJ, 2005, 622, 260.  
 Tokovinin A., 2002, PASP, 114, 1156.  
 Van Zee & Bryant, 1999, AJ, 118, 2172.  
 Veilleux S., Cecil G., Bland-Hawthorn J., ARA&A, 2005, in press, astro-ph/0504435.  
 Werk J., Jangren A., Salzer J., 2004, ApJ, 617, 1004.  
 Zheng X.Z., Hammer F., Flores H. et al., 2004, A&A, 421, 847.  
 Zheng X.Z., Hammer F., Flores H. et al., 2005, A&A, 435, 507.

## Appendix A: Energy balance of LCGs

This appendix is devoted to the energy balance of LCGs. It is explicitly assumed that LCGs are systems at equilibrium and supported by rotation. We will thus assume in this appendix that the large scale motions seen in the velocity fields are associated with rotation, even if the true origin of these large scale motions is largely uncertain, except for some suspected outflows and those clearly identified as RD from their kinematics (see individual comments and section 4.2). We will nevertheless naively assume that their origin is rotation and see if any

contradiction arises. To test this hypothesis, we set up an energy balance in the sample of LCGs. In this balance, we will take into account the contributions from large scale ordered motions (interpreted as rotation) and from random motions. Energies are estimated in what we call “pseudo equivalent masses” ( $\mathcal{M}^E$ , i.e. in mass units). It is important to emphasize that these  $\mathcal{M}^E$  can be interpreted as real masses *only* for galaxies in equilibrium.

### A.1. Contribution from rotation

To estimate the mass supported by rotation, we assumed that the maximal rotational velocity is equal to half the maximal gradient of the velocity field, corrected for inclination (see Table 1). Due to the low spatial sampling and large distances to our targets, we have already pointed out that the GIRAFFE/IFU observations will underestimate the maximal rotational velocity (see Figure 2). Using hydrodynamical simulations of an Sbc (Milky-Way like) galaxy by Cox et al. (2004), we simulated our GIRAFFE observations assuming median atmospheric conditions at ESO VLT (0.81 arcsec seeing at 500 nm and an outer scale for the turbulence of 24 m, see Tokovinin 2002). We scaled this template galaxy ( $V_{rot} = 160$  km/s and  $inc = 53$  degrees) to fill boxes of length ranging from 0.75 to 6 arcsec to mimic distant galaxies, and then compared the kinematics seen by GIRAFFE with the original simulation (see Figure A.1). We found that for spiral galaxies with sizes between 2 and 3 arcsec, GIRAFFE is able to correctly recover the maximal rotational velocity, although it is underestimated by  $\sim 20\%$ . For more complex kinematics, the correction factor should be larger (see also Figure 2): between 2 and 6. However, as we explicitly assume in this section that LCGs are rotating disks, we applied a constant factor of 20% whatever the dynamical class (spiral or perturbed/complex) of LCGs in order to compute homogeneous estimates.

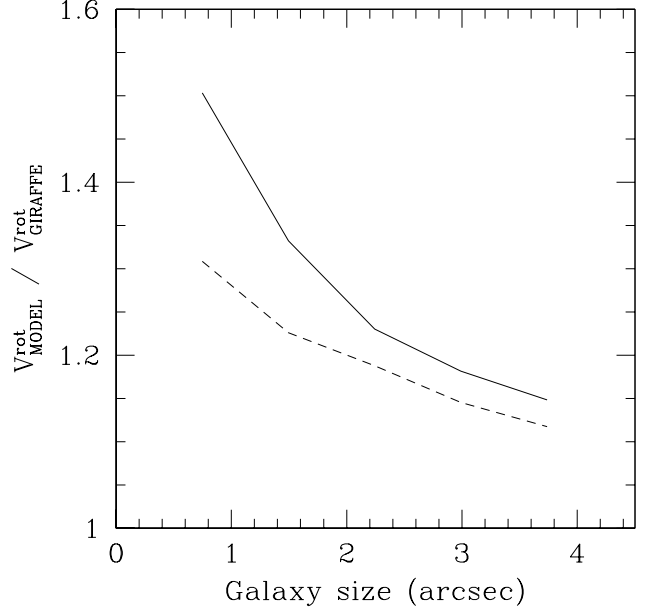
Rotational  $\mathcal{M}^E$  are then estimated from (Lequeux 1983):

$$\mathcal{M}_v^E = f \frac{R_{25} V_{rot}}{G}$$

with  $f=0.6$  for a disk with a flat rotation curve and  $R_{25} = 2r_{half}$ , following Phillips et al. (1997). For a pure exponential disk with scale length  $r_d$ ,  $r_{half} = 1.67r_d$ . Taking  $R_{25} = 2r_{half}$  in fact assumes that  $r_{half}/r_d = 1.6$  since  $R_{25} = 3.2r_d$  (Persic & Salucci 1988). With  $\mathcal{M}^E$  in  $M_\odot$ ,  $V_{rot}$  in km/s and  $r_{half}$  in kpc, this becomes:

$$\mathcal{M}_v^E = 0.279 \cdot 10^6 r_{half} V_{rot}^2$$

Corrected rotational velocities and  $\mathcal{M}^E$  are given in Table 2. To estimate our error bars we took into account the uncertainties on  $r_{half}$  ( $\sim 1/2$  HST pixel which represents 0.34 kpc at  $z=0.6$ ),  $V_{rot}$  ( $\pm 5$  km/s, determined by repeating several times the fitting procedure), inclination ( $\pm 4$  degrees, see section 2) and the correction factor on the velocity ( $\pm 0.04$ , see Figure A.1). Note however, that the real uncertainty on inclination is probably higher for unrelaxed systems, as its derivation usually relies on the assumption of a thin disk seen in projection (see section 2). From this we estimated an median error on  $\mathcal{M}_v^E$  of  $\sim 0.16$  dex which is mainly dominated by the uncertainty in the inclination.



**Fig.A.1.** Correcting factor for the maximal rotational velocity vs galaxy size. Due to its low spatial sampling, the GIRAFFE IFU leads to underestimate  $V_{rot}$  by a factor  $1.2 \pm 0.04$  for galaxies sizes between 2 and 3 arcsec. Full line: tilted view ( $\sim 53$  degrees). Dash line: top view ( $\sim 25$  degrees)

### A.2. Contribution from velocity dispersion

Following Östlin et al. (2001), we estimated the  $\mathcal{M}^E$  supported by velocity dispersion using ( $\mathcal{M}^E$  in  $M_\odot$ ,  $\sigma$  in km/s and  $r_{half}$  in kpc):

$$\mathcal{M}_\sigma^E = 1.1 \cdot 10^6 r_{half} \sigma^2$$

where  $\sigma$  is the intensity weighted mean of the  $\sigma$ -map. Due to the low GIRAFFE spatial sampling,  $\sigma$  will tend to be overestimated, since the coarse pixel size integrates large scale motions (rotation for a spiral galaxy). We used the same hydrodynamical simulation to estimate the increase in  $\sigma$  due to large scale motions and found  $\sim 50$  km/s ( $V_{rot} = 160$  km/s and  $inc = 53$  degrees). We used another simulation to check that the effect approximatively scales with  $1/\sin(inc)$  (within an error on  $\sigma$  of 5 km/s) and assumed the same scaling with  $V_{rot}$ . We then corrected the GIRAFFE intensity weighted mean  $\sigma$  using this recipe and from this estimated the mass supported by velocity dispersion (see Table A.1 and Figure A.2). For pure rotating disks, a correction roughly equal to the measure is expected, which means that intrinsic velocity dispersion is negligible. Galaxies classified as rotating disk and which fall far from the  $\sigma = \sigma_{diskmodel}$  region could be galaxies with a significant bulge (e.g. CFRS03.9003, see also Puech et al. 2006b) or show perturbation in their  $\sigma$ -map (CFRS03.0619, CFRS22.0504 and HDFS4020). Interestingly, these 4 galaxies (plus CDFS03.1032, but see individual comments) are among those which are the nearest of the  $\sigma_{intg} = \sigma$  line on Figure 3, which supports the idea that their dynamical support could include a substantial contribution coming from dispersion. All points with a correction larger than the measured mean  $\sigma$  are



ID	class	$\mathcal{M}_v^E$	$\mathcal{M}_\sigma^E$	$\mathcal{M}_{dyn}^E$	$\mathcal{M}^E \sigma_{intg}$
HDFS4170	RD	10.83	10.10	10.91	10.89
HDFS5190	RD	10.94	9.50	10.96	11.13
CFRS03.0619	RD	10.57	10.10	10.70	10.52
CFRS03.1032	PR*	10.14	10.71	10.81	10.75
CFRS22.0619	PR	9.89	9.43	10.02	10.29
CFRS03.1349	PR*	10.93	9.70	10.94	11.15
CFRS22.1064	PR	10.17	10.43	10.62	10.60
HDFS5150	PR	10.33	10.23	10.58	10.78
CFRS03.0508	CK	9.91	9.63	10.09	10.03
CFRS03.0645	CK	10.46	10.09	10.60	10.35
CFRS22.0919	CK	9.30	9.70	9.85	9.85
CFRS22.0975	CK	11.41	8.62	11.41	11.15
CFRS03.0523	CK	10.13	10.97	11.03	10.93
HDFS4130	CK	10.79	10.36	10.92	10.82
HDFS4090	CK	8.87	9.64	9.71	10.10
HDFS5140	CK	11.09	9.45	11.10	11.08
HDFS5030	CK	10.31	10.21	10.56	10.64

**Table A.1.** Dynamical properties of the sample of LCGs. The column entries are (from left to right): id, dynamical class (RD=Rotating Disk, PR=Perturbed Rotation, CK=Complex Kinematics),  $\mathcal{M}_v^E$  supported by rotation (corrected from GIRAFFE sampling effect),  $\mathcal{M}_\sigma^E$  supported by random motions, total dynamical  $\mathcal{M}^E$ , and dynamical  $\mathcal{M}^E$  estimated by integrated velocity dispersion

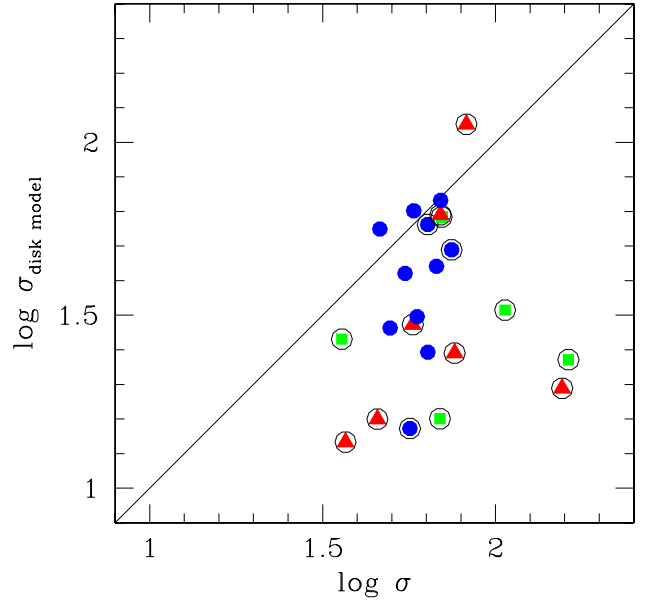
spiral galaxies except one (CFRS22.0975) whose velocity gradient is likely due to relative motions between merging components (see its morphology in Figure 1) rather than rotation. In these few cases, we fixed the corrected value to 10 km/s which corresponds to the minimal expected line width due to intrinsic turbulent motions in spiral galaxies (Rozas et al. 1998; Van Zee & Bryant 1999). We estimate a median error on  $\mathcal{M}_\sigma^E$  of  $\sim 0.08$  dex.

### A.3. Total dynamical $\mathcal{M}^E$

To estimate total dynamical pseudo-equivalent masses  $\mathcal{M}_{dyn}^E$ , we simply added  $\mathcal{M}_v^E$  and  $\mathcal{M}_\sigma^E$ . Most authors derive  $\sigma$  on integrated spectra (global velocity dispersion) and use the relation of the previous section to estimate the whole dynamical mass  $\mathcal{M}_{\sigma_{intg}}^E$  (Guzman et al. 1996, Phillips et al. 1997). Under assumptions concerning the anisotropy of the kinetic energy tensor and the geometry of the system, this relation can be used to estimate total dynamical masses of rotating and flattened spheroids (Bender et al. 1992). This approach is often used in studies using slit spectroscopy (Guzman et al. 1997; Guzman et al. 2001; Hammer et al. 2001) but the validity of this relation for systems dominated by rotation is uncertain. In the following, we also estimated  $\mathcal{M}_{\sigma_{intg}}^E$  which we compared with  $\mathcal{M}_{dyn}^E$ .

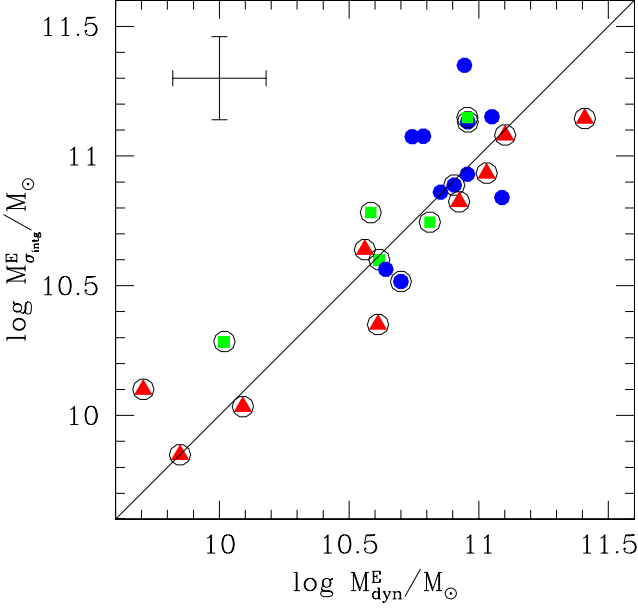
Figure A.3 shows the comparison between  $\mathcal{M}_{dyn}^E$  and  $\mathcal{M}_{\sigma_{intg}}^E$ . We find a correlation between the two estimates, which seem to validate our estimates and is consistent with the fact that LCGs could be systems not too far from equilibrium. Spiral galaxies are almost equally distributed on both sides of the line where  $\mathcal{M}_{\sigma_{intg}}^E = \mathcal{M}_{dyn}^E$  which is likely due to the fact that  $\mathcal{M}_{\sigma_{intg}}^E$  does not correct explicitly for inclination effects.

In Figure A.4 we compare  $\mathcal{M}_v^E$  with  $\mathcal{M}_{dyn}^E$  to test if the LCGs are dominated by rotation. For comparison, we also plot a sample of 8 rotating disks taken from Paper I (Flores et al. 2006). Clearly, the whole spiral sample falls in the ro-



**Fig. A.2.** Correction factor  $\sigma_{diskmodel}$  vs intensity weighted mean  $\sigma$ . Encircled blue full dots are LCGs classified as rotating disks, encircled green squares are LCGs classified as perturbed and encircled red triangles are complex LCGs. Blue full dots are rotating disks from Paper I (Flores et al. 2006), added for comparison.

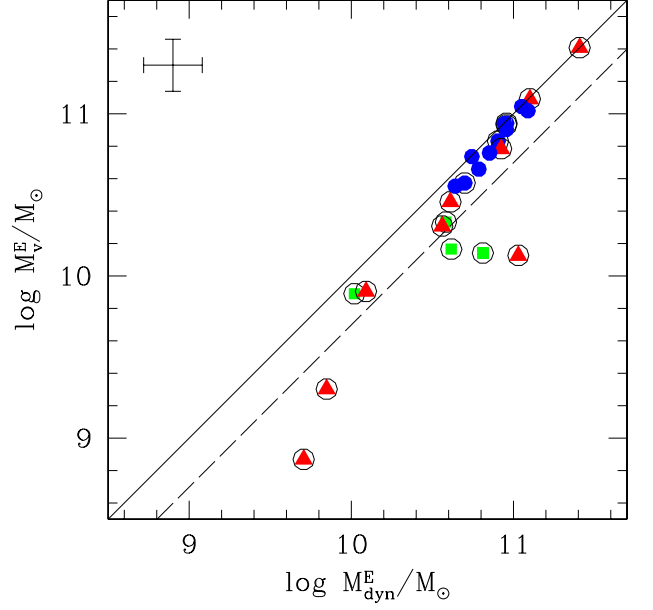
tation dominated area. At least 70% of the LCGs (12 galaxies) seems to be dominated by rotation whereas the remaining 30% (5 galaxies) seems to be dominated by velocity dispersion. Among them, 4 were already identified as potentially supported by dispersion (see section 4.1): CFRS22.0919, CFRS03.0523, CFRS03.1032 and HDF4090. Interestingly, one of these galaxies (CFRS22.0919) was identified by Hammer et al. (2001)



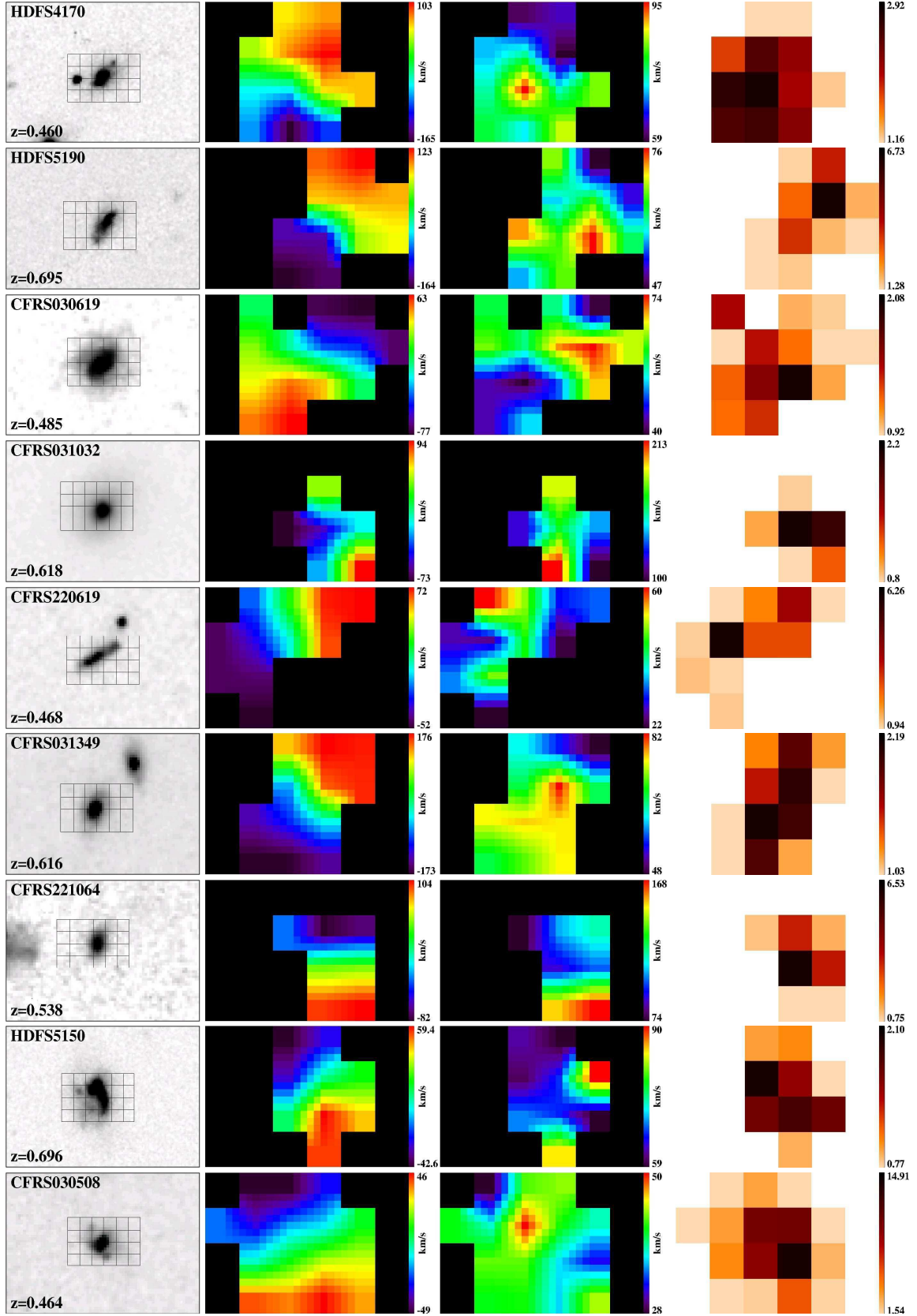
**Fig. A.3.** Dynamical  $M^E$  derived from integrated spectra vs dynamical  $M^E$  derived from 3D spectroscopy. Encircled blue full dots are LCGs classified as rotating disks, encircled green squares are LCGs classified as perturbed and encircled red triangles are complex LCGs. Blue full dots are rotating disks from Paper I (Flores et al. 2006), added for comparison. For convenience, only the median error bar has been plotted.

as a potential dwarf progenitor as discussed by Guzman et al. (1997). Because we are likely underestimating their rotational velocities, we cannot exclude that all LCGs have energy balance dominated by rotation.

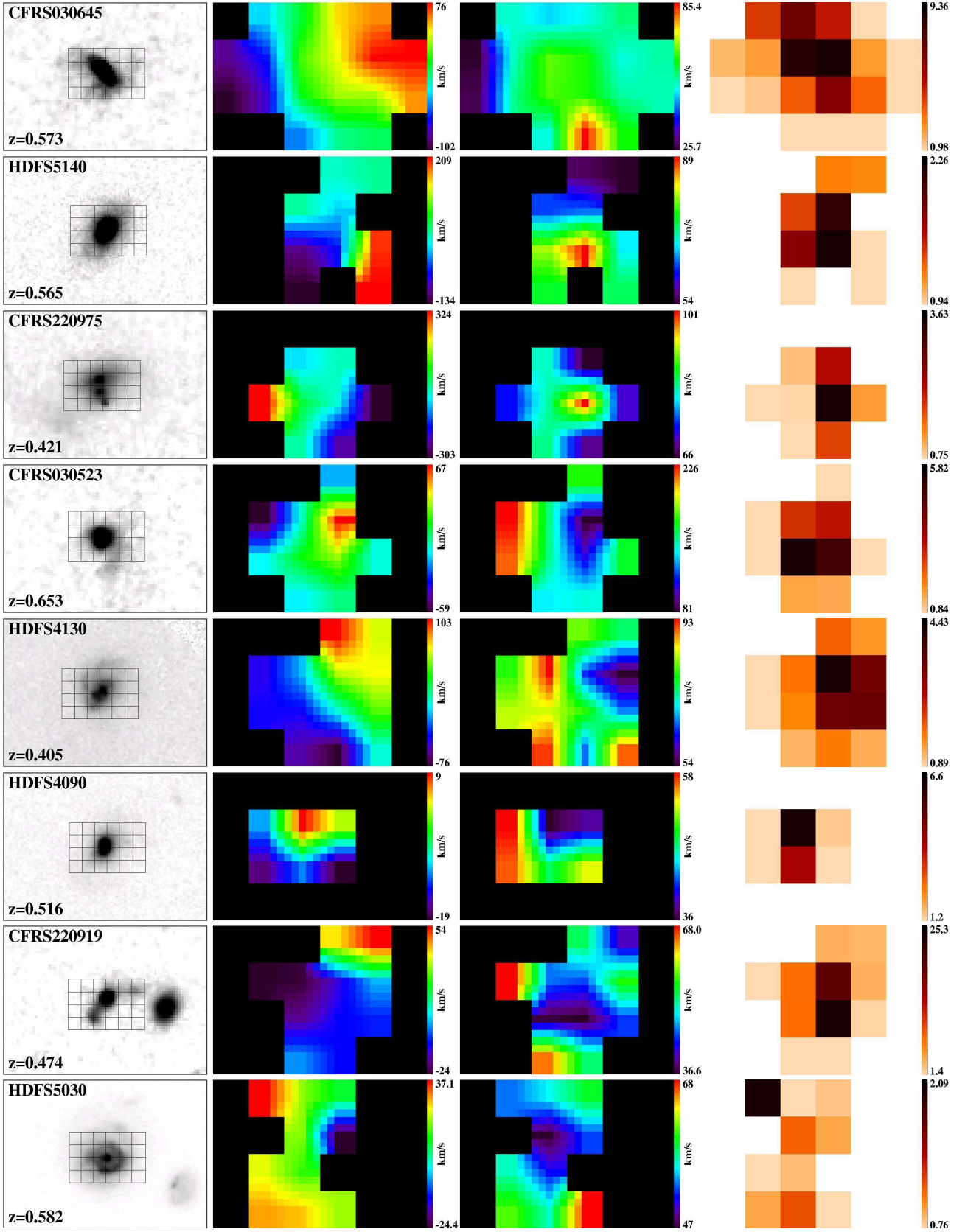
However, we recall that this conclusion relies on the assumptions that large scale motions in the velocity fields are due to rotation, and that we know that for some systems (e.g. the suspected outflows) this is far from being true. We nevertheless cannot exclude that a possible relation could link most of the LCGs with rotating disks.



**Fig. A.4.** Rotational  $M^E$  vs total dynamical  $M^E$ . Encircled symbols are the sample of LCGs. Encircled blue full dots are LCGs classified as rotating disks, encircled green squares are LCGs classified as perturbed and encircled red triangles are complex LCGs. Blue full dots are rotating disks from Paper I (Flores et al. 2006), added for comparison. The dash line represent the limit where  $M^E_v = M^E_{dyn}/2$ . For convenience, only the median error bar has been plotted. Notice that the high  $M^E_v$  of 22.0975 (the point at the top-right) could not be attributed to a normal rotation since it is an obvious merger.



**Fig. 1.** Kinematics of 17 LCGs. From left to right: I band HST imaging (0.1 arcsec/pix, FoV=3x2 arcsec<sup>2</sup>) with the IFU bundle superimposed; velocity field (5x5 interpolation,  $\sim 0.1$  arcsec/pix),  $\sigma$ -map (5x5 interpolation,  $\sim 0.1$  arcsec/pix) and SNR map (mean SNR per spectral element of resolution, see text). From up to down: LCGs classified as rotating disks (3 first), perturbed (5 next) and complex (9 last). The 3 first galaxies classified as complex (CFRS03.0508, CFRS03.0645 and HDF5140) are those suspected to be dominated by outflows.

Fig. 1. *continued.*

## Commentaires sur l'article

### Critères de sélection des LCGs

Il est mentionné dans l'article (section 2) que les critères utilisés pour sélectionner les LCGs suivent ceux de Hammer et al. (2001) :  $M_B \leq -20$ ,  $EW_0([OII]) \geq 15$  et  $r_{1/2} \leq 5h_{50}^{-1}$  kpc (ou  $\sim 4.3$  kpc dans une cosmologie  $\Lambda$ -CDM). Ces critères permettent respectivement de sélectionner des galaxies brillantes, bleues et compactes. Dans la littérature, les critères de sélection varient d'un auteur à l'autre : les différences les plus notables concernent le critère de compacité morphologique (taille) : (Phillips *et al.*, 1997) et (Guzman *et al.*, 1997) ont par exemple utilisé un seuil de 3.5kpc ( $H_0 = 50$ ) en taille, ce qui correspond à  $\sim 3$  kpc dans une cosmologie  $\Lambda$ -CDM ; (Lilly *et al.*, 1998) ont quant à eux utilisé un seuil de 3kpc ( $H_0 = 50$  soit 2.6kpc dans une cosmologie  $\Lambda$ -CDM). Le critère utilisé par (Hammer *et al.*, 2001) permet donc de sélectionner des galaxies "moins compactes" comparativement aux autres auteurs, mais tout de même plus petites que la taille médiane (environ 5.1 kpc) des galaxies à  $z \sim 0.5$  (Ravindranath *et al.*, 2004). En réalité, le but n'est pas d'étudier les LCGs comme une classe distincte de galaxies, mais bien d'étudier les galaxies dont la contribution à l'évolution vue dans l'UV est la plus importante : il suffit donc de sélectionner des objets dont la taille est petite par rapport aux populations de même redshift. Le critère de taille utilisé n'a donc que peu d'importance de ce point de vue.

### Observabilité des LCGs avec GIRAFFE

Le critère de taille utilisé impose  $r_{1/2} \leq 4.3$  kpc, ce qui représente 0.67 arcsec à  $z=0.55$ . Etant donné que le pixel de l'IFU GIRAFFE est de 0.52 arcsec, il peut donc paraître surprenant de pouvoir observer des galaxies aussi petites avec GIRAFFE. En réalité, l'observabilité des LCGs avec GIRAFFE dépend du profil de lumière des LCGs : si celui-ci possède une queue suffisamment étendue, il est alors possible d'observer ces galaxies. La figure 4.3 montre un profil "médian" de lumière construit à partir des 17 LCGs : chaque point donne les ouvertures médianes contenant des fractions données de lumière (courbe en trait plein). La courbe en traits pointillés est une extrapolation linéaire de l'ouverture médiane contenant 50% de la lumière. Cette figure montre que le profil de lumière des LCGs est suffisamment étendu pour permettre leur observation avec GIRAFFE : sachant que le facteur de remplissage médian des IFUs GIRAFFE par les LCGs est de 11 pixels (environ 3 arcsec<sup>2</sup>), on peut estimer (en supposant très grossièrement que les LCGs remplissent une ouverture

globale de forme carrée) que ce taux de remplissage correspond à environ 70% de la lumière émise par les LCGs.

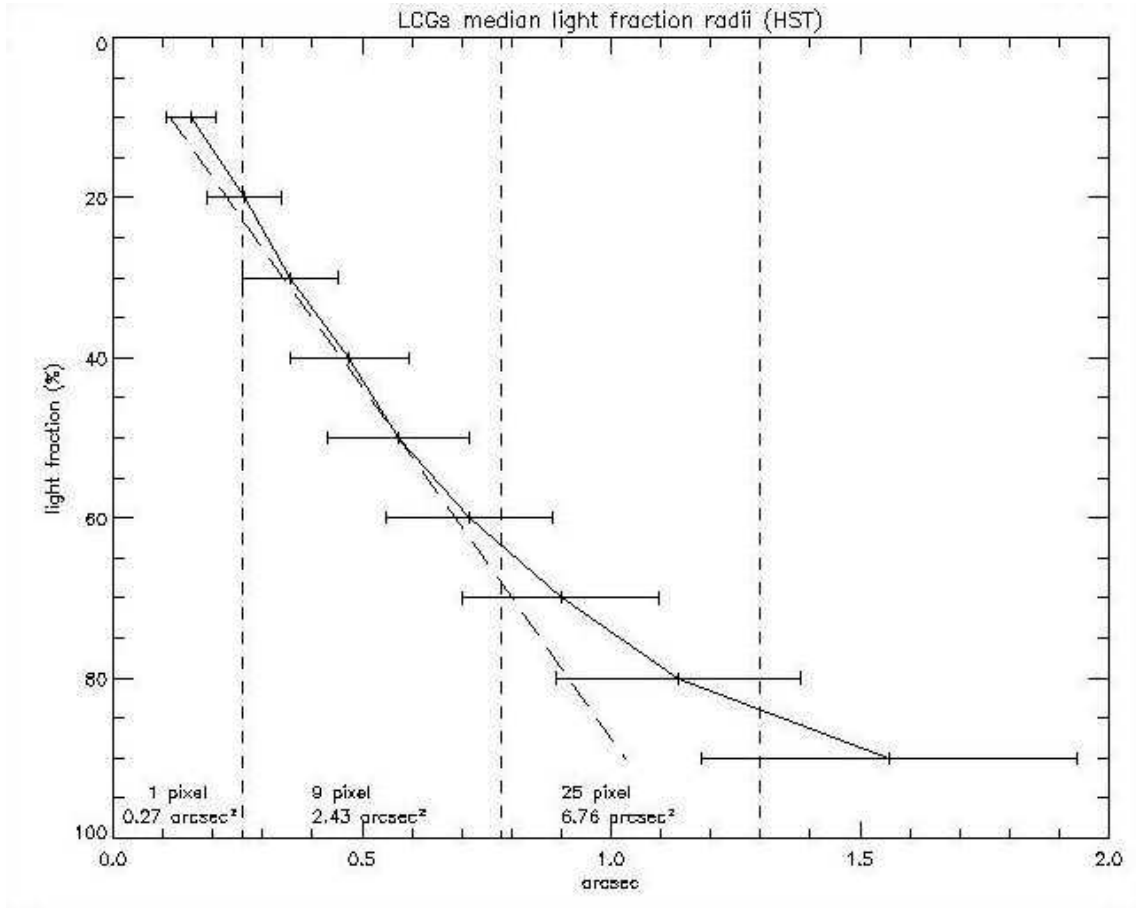


FIG. 4.3 – Profil de lumière médian des LCGs. Chaque point de la courbe en trait plein donne l’ouverture médiane contenant une fraction donnée (en ordonnées) de la lumière (déterminée à partir des images HST en bande I). Les traits pointillés verticaux représentent des couronnes successives de pixels GIRAFFE avec 0.52 arcsec par pixel, en supposant la galaxie centrée sur le pixel central. Sachant que le facteur de remplissage médian de l’IFU par les 17 LCGs est de 11 pixels, soit environ 3 arcsec<sup>2</sup>, on peut supposer que les LCGs remplissent en première approximation un carré dont l’aire est de 3 arcsec<sup>2</sup> et dont le demi-côté est de 0.86 arcsec : la fraction de lumière correspondante est alors de presque 70%. Cette courbe ne tient pas compte de l’étalement dû au seeing est constituée donc un profil “minimal”.

### 4.3 Comparaison avec des modèles numériques

L'article précédent est cohérent avec un scénario où les fusions jouent un rôle important dans la formation et l'évolution des galaxies. Ce paragraphe présente quelques simulations préliminaires comparant des modèles hydrodynamiques de fusion de galaxies avec des observations GIRAFFE.

La figure 4.5 montre une séquence de fusion entre deux galaxies de type Sbc. Cette séquence provient de simulations hydrodynamiques réalisées par T.J. Cox<sup>1</sup> (Cox *et al.*, 2004). La masse baryonique des progéniteurs est  $M_{bar} \sim 10^{10.3} M_{\odot}$  avec une fraction d'environ 52% de gaz et une vitesse maximale de rotation d'environ 220 km/s. Le disque a un rayon  $R_d = 5.5 \text{ kpc}$  et le bulbe  $R_b = 0.45 \text{ kpc}$ . La séquence couvre un intervalle de temps de 3 Gyr par pas de 0.25 Gyr : la fusion proprement dite se produit à  $t \sim 1.8$  Gyr. Deux points importants concernant cette simulation doivent être notés : (1) l'influence de l'environnement est négligée (pas d'apport extérieur en gaz) et (2) l'effet du feedback provenant de l'activité AGN n'est pas pris en compte (voir première partie de cette thèse). Ces deux effets conduisent à minimiser le réservoir de gaz disponible. En toute rigueur, cette simulation ne doit donc être interprétée dans le cadre de la formation des galaxies spirales que jusqu'à  $t \sim 2\text{-}2.5$  Gyr. A la fin de la simulation, le résidu est de type sphéroïdal, bien qu'un disque en rotation de faible taille soit présent au centre (voir figure 4.5).

La figure 4.4 montre la variation du rayon  $r_{1/2}$  contenant la moitié de la lumière au cours de l'interaction. Ce rayon est estimé à partir des cartes de densité surfacique de masse des étoiles fournies par T.J Cox : il s'agit donc en réalité du rayon contenant la moitié de la masse. La méthode utilisée est identique à celle qui a servi à estimer les  $r_{1/2}$  des LCGs étudiées dans les articles de ce chapitre. Cette mesure a été réalisée sur le système constitué des deux progéniteurs à la fois (excepté au début de l'interaction), ceux-ci ne pouvant être distingués s'ils étaient "redshiftés" à  $z \sim 0.7$ . Cette figure montre qu'au cours de la fusion, il existe bien une phase où la morphologie du système apparaît compacte.

Nous avons simulé des observations GIRAFFE à partir de cette séquence d'interaction en redshiftant les galaxies à  $z=0.7$  en supposant que celles-ci ont une taille d'environ 3 arcsec : les images de la première colonne de la figure 4.5 ont alors une largeur correspondant à la largeur de l'IFU GIRAFFE (la méthode de simulation est présentée au chapitre 3).

---

<sup>1</sup><http://physics.ucsc.edu/tj/work/runs/Sbc201a-u4/velmaps/>



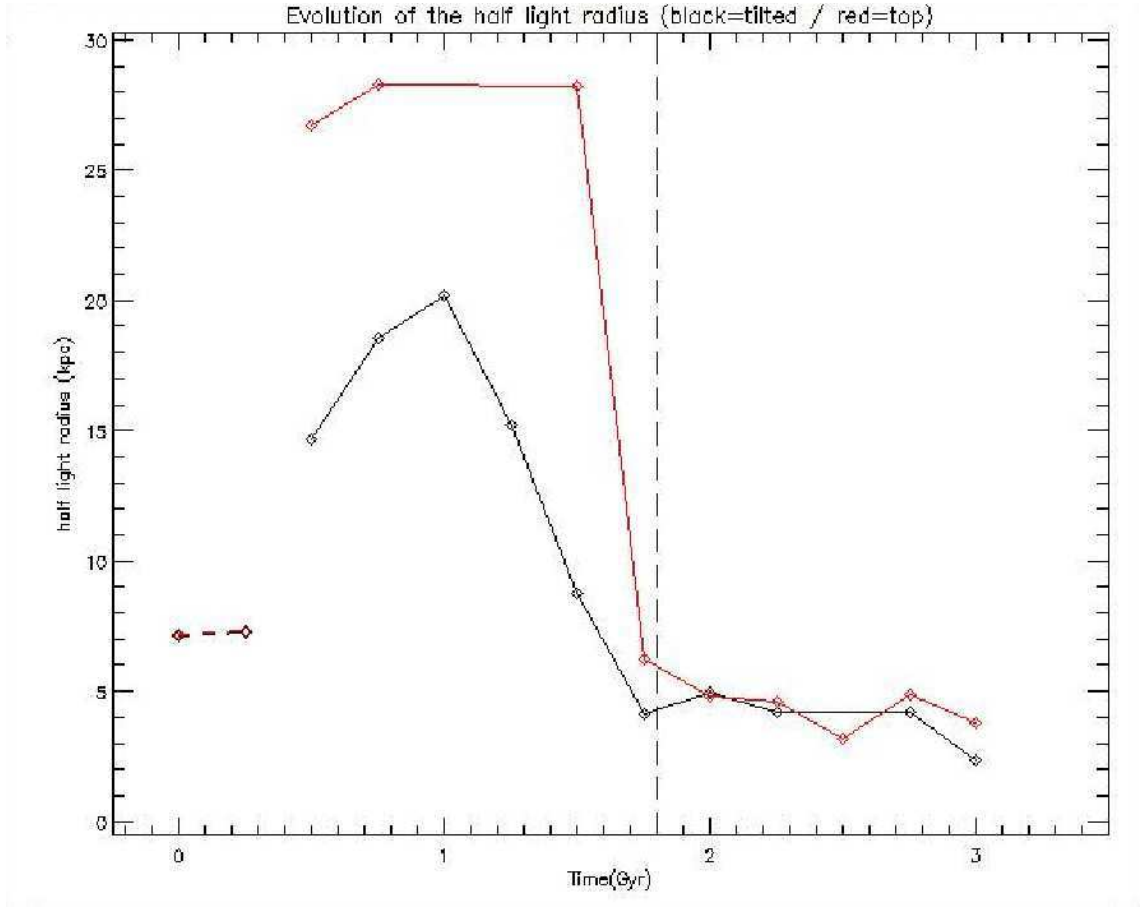


FIG. 4.4 – Evolution du rayon contenant la moitié de la lumière au cours de la fusion de deux galaxies. La courbe noire correspond à une vue inclinée (de 53 deg) et la rouge à une vue de dessus. La partie en pointillés correspond à une mesure effectuée sur un seul des progéniteurs (avant la fusion). La ligne verticale pointillée indique le moment où se produit la fusion proprement dite.

La figure 4.5 montre que seules les structures cinématiques à grande échelle présentes dans la simulation hydrodynamique se retrouvent dans les cartes construites à partir des simulations d’observations GIRAFFE. La figure 4.6 montre deux exemples où la ressemblance avec les cartes cinématiques de certaines galaxies compactes présentées dans l’article Puech et al. (2005a) est frappante. Des comparaisons avec d’autres simulations numériques mettant en jeux des progéniteurs plus riches en gaz et de masses plus faibles sont en cours de réalisation et permettront très certainement d’affiner la comparaison. Ces simulations préliminaires montrent d’ores et déjà à quel point la comparaison entre les modèles numériques et les observations peut être instructive.



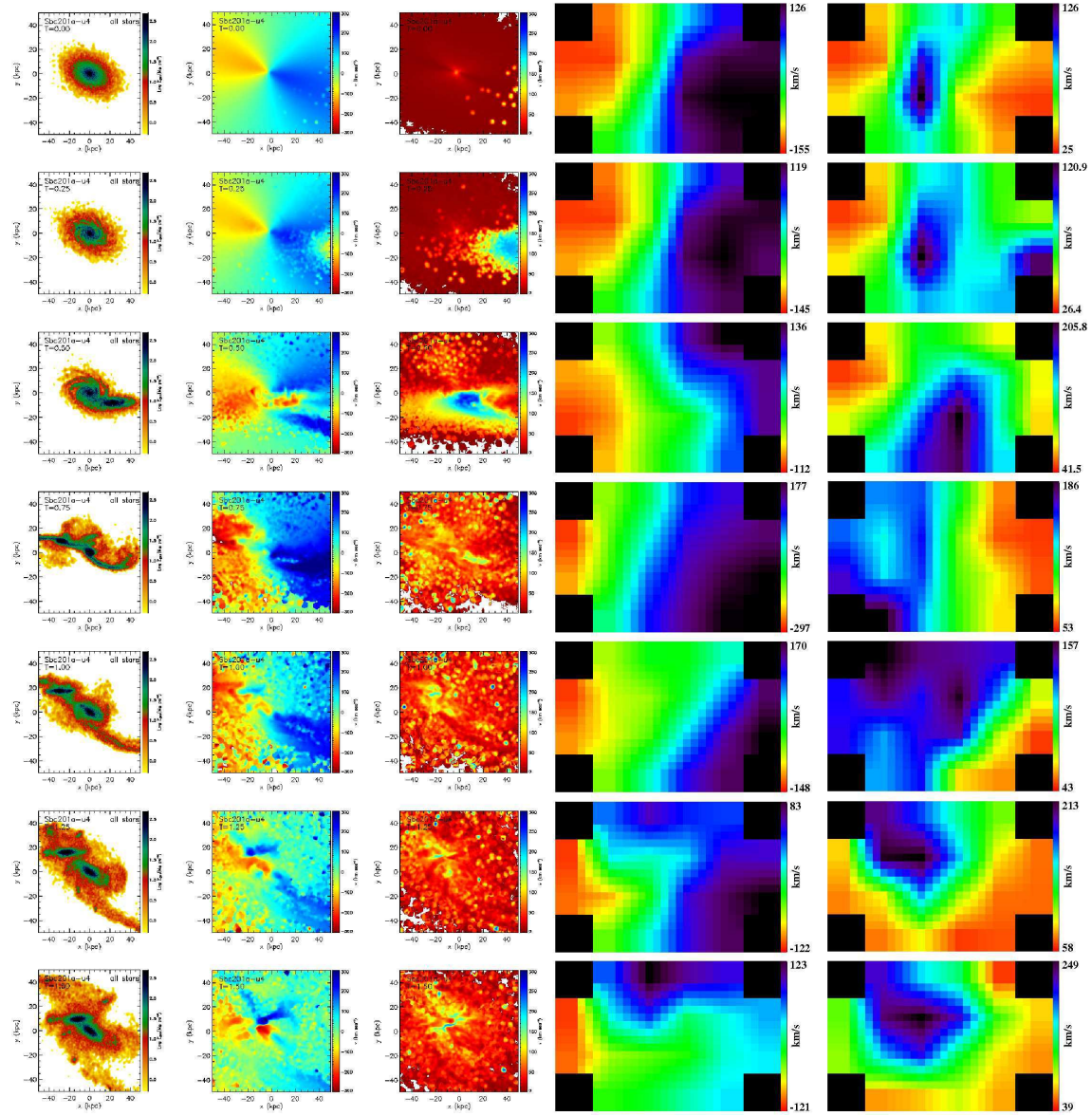
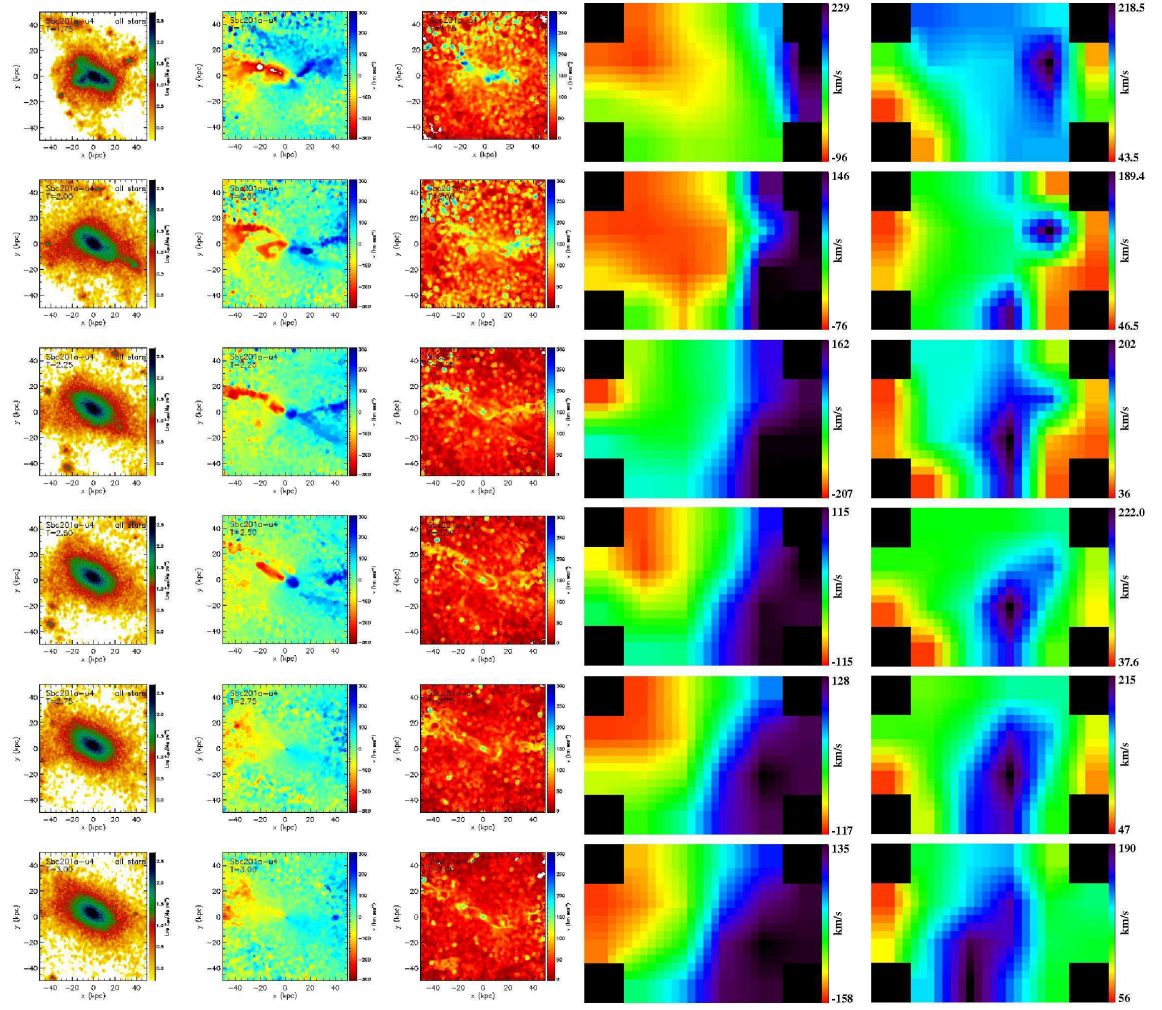


FIG. 4.5 – Simulation d’observations GIRAFFE d’une séquence de fusion entre deux galaxies Sbc. De gauche à droite : densité surfacique de masse stellaire (représentation log), champ de vitesse du gaz, carte de dispersion de vitesse du gaz, champ de vitesse GIRAFFE simulé, carte de dispersion de vitesse GIRAFFE simulée. La palette de couleur est inversée par rapport aux conventions usuelles afin de faciliter la comparaison avec les cartes fournies par T.J. Cox : le côté de la galaxie qui s’éloigne est en bleu. L’échelle en vitesse du champ de vitesse est de  $\pm 300$  km/s et celle des cartes de dispersion est de 0-300 km/s sur l’ensemble de la séquence.


 FIG. 4.5 – *suite*.

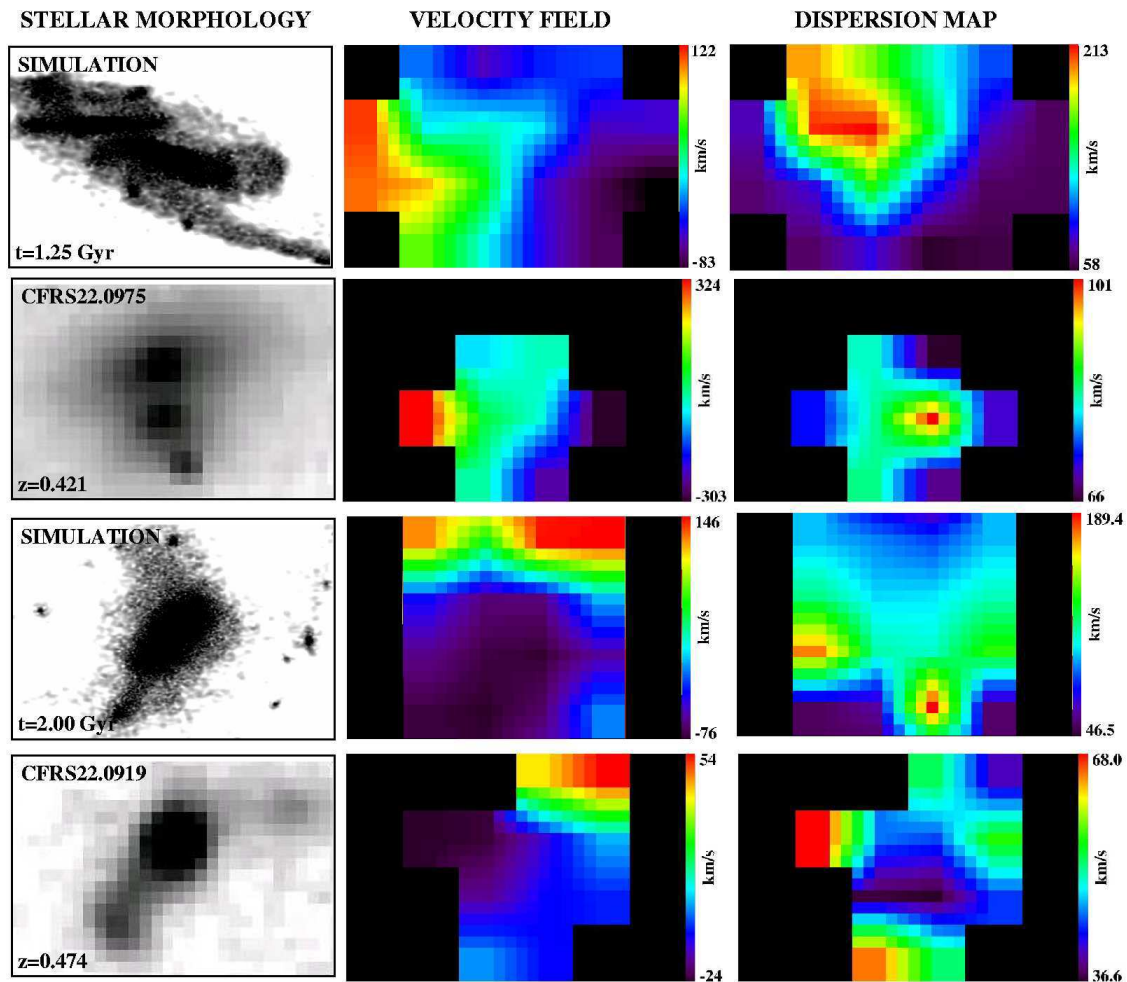


FIG. 4.6 – Comparaison entre les simulations d’une fusion entre galaxies Sbc et des observations GIRAFFE. De gauche à droite : morphologie stellaire (densité surfacique de masse stellaire pour les simulations et images HST en bande I pour les observations) ; champ de vitesse du gaz ; carte de dispersion de vitesse du gaz. De haut en bas : simulations à  $t=1.25$  Gyr (voir figure précédente) ; observations de la galaxie CFRS22.0975 ; simulations à  $t=2.00$  Gyr ; observations de la galaxie CFRS22.0919. Les ressemblances entre les morphologies et les champs de vitesse sont frappantes. Les ressemblances entre les cartes de dispersion sont moins évidentes (surtout pour le deuxième exemple), ce qui certainement dû à des différences d’angle de vue entre simulations et observations.

## 4.4 Cartographie des processus physiques dans les galaxies

Résumé de l'article A&A Puech *et al.* 2006 (accepté)

### Contexte

S'il est maintenant bien établi que la densité de formation stellaire décline entre  $z=1$  et  $z=0$ , les processus physiques responsables de ce déclin ne sont pas encore clairement identifiés. De ce point de vue, il est utile de chercher à relier l'activité de formation stellaire à l'état du milieu interstellaire dans des galaxies distantes.

### But

La spectroscopie intégrale de champ permet de cartographier les processus physico-chimiques au sein des galaxies et constitue donc un outil privilégié pour atteindre ces objectifs. Nous proposons ici d'utiliser la raie [OII] dont le rapport des raies du doublet permet de déterminer la densité électronique du gaz (Osterbrock, 1989) pour établir les premières cartes de densité électronique dans des galaxies. Il est donc possible avec GIRAFFE d'examiner d'éventuelles corrélations entre la cinématique et la densité du gaz.

### Méthode

Nous avons sélectionné dans l'échantillon de Flores *et al.* (2006) 6 galaxies pour lesquelles au moins 6 pixels ont un rapport signal à bruit par élément de résolution spectral supérieur à 2. Les densités électroniques ont été calculées à partir du rapport des raies obtenu au cours d'un ajustement du doublet [OII] par une double gaussienne.

### Résultats

Ces cartes ont permis d'identifier une région HII géante dans la galaxie 03.9003 du CFRS (lumineuse en IR, LIRG) avec une densité élevée qui pourrait être responsable du fort taux de formation stellaire observé dans cette galaxie ( $SFR_{IR} \sim 100$ ). La faible densité observée au centre de cette galaxie confirme la présence d'un bulbe, suspectée par (Zheng *et al.*, 2004). Les cartes de densité électronique ont également permis

de confirmer l'existence d'un outflow dans la galaxie CFRS03.0508, sans toutefois confirmer celui suspecté dans CFRS03.0645. Ces résultats suggèrent également que la formation stellaire dans les disques serait localisée dans des régions discrètes.

### **Conclusion**

De telles mesures montrent que la cartographie des propriétés physico-chimiques des galaxies semble un bon moyen d'explorer la relation entre les processus de formation stellaire et l'état du milieu interstellaire dans les galaxies à redshifts intermédiaires.



# 3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE - III: Mapping electron densities in distant galaxies<sup>★</sup>

M. Puech, H. Flores, F. Hammer<sup>1</sup> & M.D. Lehnert<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Laboratoire Galaxies Etoiles Physique et Instrumentation, Observatoire de Paris, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon France

<sup>2</sup> Max-Planck-Institut für extraterrestrische Physik, Giessenbachstrasse, 85748 Garching bei München, Germany

Received xxx, 2005; accepted xxx, 2005

**Abstract.** We used the moderately high spectral resolution of FLAMES/GIRAFFE ( $R=10000$ ) to derive electron densities from [OII] line ratios in 6 galaxies at  $z \sim 0.55$ . These measurements have been done through the GIRAFFE multiple integral field units and are the very first *mapping* of electron densities in such distant objects. This allows us to confirm an outflow and identify the role of giant HII regions in galactic disks. Such measurements could be used in the future to investigate the nature of the physical processes responsible for the high star formation rates observed in galaxies between  $z \sim 0.4$  and  $z \sim 1$ .

**Key words.** Galaxies: kinematics and dynamics; Galaxies: ISM

## 1. Introduction

It is now well established that the cosmic star formation density declines from  $z \sim 1$  to 0 (Lilly et al. 1996; Madau et al. 1998; Flores et al. 1999; Le Floc'h et al. 2005). However, the physical processes responsible for this decline are still a matter of debate. At the heart of this debate is the respective importance of secular evolution with slow and continuous external matter accretion (e.g. Semelin & Combes 2005) versus more violent evolution through hierarchical merging (e.g. Hammer et al. 2005) as a function of lookback time. Relating star formation processes with the ISM state (i.e. its chemistry *and* kinematics) of distant galaxies could provide a new insight into this debate. We present in this paper the first mapping of electron density in a small sample of distant galaxies. Our goal is to demonstrate the feasibility of such measurements using current integral field spectrographs on a 8 meter telescope. In the future, we will investigate the possible relations between such quantities (e.g. electron density, metal abundance ...) and the star formation rate. Their possible correlations could help in constraining the physical processes at work in galaxies, those which are responsible for the strong evolution of the cosmic star formation density.

Electron density can be determined from the intensity ratio of two lines of the same ion arising from levels with nearly the same excitation energy (Osterbrock & Ferland 2006). The lines usually used are the [OII] $\lambda\lambda 3729, 3726\text{\AA}$  and the [SII] $\lambda\lambda 6716, 6731\text{\AA}$  doublets. For distant galaxies, the [OII]

doublet becomes particularly well suited to probe electron densities, although local [OII] variations in galaxies are more sensitive to extinction and metallicity (e.g. Kewley et al. 2004; Mouhcine et al. 2005). First determination of electron density  $N_e$  from [OII] $\lambda\lambda 3727, 3729\text{\AA}$  line ratio  $r = 3729/3727$  in nebulae has been suggested by Aller et al. (1949). The relation between  $r$ ,  $N_e$  and electron temperature  $T_e$  has been successively improved by Seaton et al. (1954) and Eissner et al. (1969). First confrontations with observations were done in several nearby nebulae with good agreement (Seaton & Osterbrock 1957). Because  $r$  only depends weakly on  $T_e$  (see e.g. Canto et al. 1980), this relation provides a good mean to measure  $N_e$  and then investigate the structure of HII regions such as Orion (Osterbrock et al. 1959; Danks et al. 1971; Canto et al. 1980) or M8 (Meaburn et al. 1969), and of planetary nebulae (see Osterbrock & Ferland 2006 and references therein). More recent studies of several HII regions have been carried out by Copetti et al. (2000) in our Galaxy and by Castaneda et al. (1992) in the local group.

We recently used the FLAMES/GIRAFFE spectrograph at ESO/VLT in its multi-IFU mode to target the [OII] doublet of 35 galaxies at  $z \sim 0.55$  in order to obtain their kinematics (see Paper I, Flores et al. 2006 and Paper II, Puech et al. 2006a). Thanks to the excellent spectral resolution of GIRAFFE ( $R \sim 10000$ ), we have used here a part of this sample to derive the electron density maps of a few distant galaxies. This paper is organized as follows: section 2 presents the sample and the methodology, results are in section 3 and section 4 gives a conclusion.

Send offprint requests to: mathieu.puech@obspm.fr

<sup>★</sup> Based on observations collected at the European Southern Observatory, Paranal, Chile, ESO Nos 71.A-0322(A) and 72.A-0169(A)

## 2. Sample, observations & methodology

As part of the GTO of the Paris Observatory, we obtained FLAMES/GIRAFFE-IFU (3 by 2 arcsec<sup>2</sup>, 0.52 arcsec/pixel) observations for 35 galaxies at  $0.4 \leq z \leq 0.71$  in the CFRS (03hr and 22hr) and HDFS field. The complete sample is described in Paper I (Flores et al. 2006) and the Luminous Compact Galaxies (LCGs) sub-sample in Paper II (Puech et al. 2006a). Briefly, we used LR04 and LR05 setups targeting the [OII] doublet ( $R \sim 10000$ ) with integration times ranging from 8 to 13 hours. Seeing was typically  $\sim 0.6$  arcsec during all the observations. Datacubes were reduced using the GIRBLDRS v1.12 package (Blecha et al. 2000), including narrow flat-fielding, and the sky was carefully subtracted using our own IDL procedures.

Among these 35 galaxies, we selected those for which at least 1.5 spatial resolution element had [OII] doublets reaching a mean SNR per spectral resolution element of 2 (which corresponds to an integrated SNR of  $\sim 50$ ). This allows the establishment of meaningful electron density maps, i.e. with at least 6 pixels among the 20 composing the GIRAFFE IFU. For galaxies with complex kinematics, the large pixel size of GIRAFFE integrates both random motions and larger scale motions. This tends to blend the [OII] doublet in these kinds of galaxies in spite of the high spectral resolution of GIRAFFE ( $\sim 10000$ , see Paper I, Flores et al. 2006). For the present study, we discarded all galaxies where this effect could lead to a too high uncertainty on the [OII] line ratio measurement. We finally selected 6 galaxies (see table 1) among those having the highest quality factor of the whole sample (Paper I, Flores et al. 2006).

ID	z	I <sub>AB</sub>	M <sub>B</sub>
CFRS03.0488	0.6069	21.58	-20.37
CFRS03.0508	0.4642	21.92	-19.61
CFRS03.0645	0.5275	21.36	-20.30
CFRS03.9003	0.6189	20.77	-21.24
CFRS22.0504	0.5379	21.02	-20.52
CFRS22.0919	0.4738	21.77	-19.99

**Table 1.** Main properties of the sample of galaxies: galaxies names, redshifts, isophotal I magnitude and absolute B magnitude (from Hammer et al. 2005).

[OII] doublets were fitted after a slight Savitzky-Golay filtering which has the advantage of conserving the first moments of the spectral lines (Press et al. 1989). During the fit we used the following constraints:  $\lambda_2 - \lambda_1 = 2.783 \text{ \AA}$  and  $\sigma_1 = \sigma_2$  (see Paper I, Flores et al. 2006 and Paper II, Puech et al. 2006a for the detailed procedure). We checked by visual inspection each fit and discarded a total of 4 pixels ( $\leq 1\%$  of pixels) where the results were particularly uncertain, mostly due to noisy peaks or extinction effects. We then derived [OII] distribution maps by simply integrating the fitted doublets in each pixel. [OII] line ratio was related to electron density using n-levels atom calculations of the stsdas/Temden IRAF task. The relation linking  $r$ ,  $N_e$  and  $T_e$  depends only weakly on  $T_e$  in the range of temperatures of the regions studied (see Eissner et al. 1969, Canto et al. 1980): we took  $T_e = 10000 \text{ K}$  in all the sample, which is

a good approximation for most of HII regions (Osterbrock & Ferland 2006). The maximal value of the line ratio  $r$  in this calibration is then 1.492. Using some different collision strengths from Mendoza (1983), one can derive a maximal ratio of 1.497 (J. Walsh, private communication). Given our uncertainty on the measurement of  $r$  (0.05, see below), one can derive an upper limit of 1.56 for acceptable measures of  $r$ : we checked that all the measured line ratio were lower than this limit, and forced all line ratio greater than 1.492 (and lower than 1.56) to 1.492 (the last point in the calibration). This corresponds to a density of  $\sim 1 \text{ cm}^{-3}$  and affects  $\sim 8\%$  of the pixels.

The main sources of errors in the determination of electron density are twofold. The first one is the error on the determination of  $r$  during the fit: compared to line positions and widths, [OII] line ratios are the less well determined parameters of the fit because it is more sensitive to noise. We estimated this error to be typically  $\sim 0.05$  ( $3\sigma$ ) on  $r$ . For example, for a ratio  $r = 1.3$ , one derives  $N = 101^{+33}_{-29} \text{ cm}^{-3}$ . The second one is due to the saturation of the  $r$  vs  $N_e$  relation at low densities (typically at  $N_e \lesssim 10 \text{ cm}^{-3}$ ) and is very difficult to estimate. As already mentioned above, we tried to minimize these effects by limiting the measurement of  $r$  to the highest SNR pixels reaching a mean SNR per spectral resolution element greater than 2 which corresponds to a higher threshold than the one used for the other maps (see Paper I, Flores et al. 2006). Finally, the main uncertainty results from extinction effects: As the [OII] emission line can be severely affected by extinction (see e.g. Hammer et al. 2005), some local density peaks could be hidden by dust and then undetected by the [OII] line ratio diagnostic.

Finally, given the GIRAFFE IFU spatial resolution (20 pixels), we interpolated all maps (velocity fields,  $\sigma$ -maps, electron density maps and [OII] fluxes maps) by a simple 5x5 linear interpolation to make visualization easier (see figure 1).

## 3. Results

**CFRS03.0488** This galaxy has an asymmetric morphology which is usually believed to be a signature of interactions and/or gas accretion. Its kinematics is classified as complex by Paper I (Flores et al. 2006). The [OII] map shows a peak off centered relative to the brighter component of the galaxy, i.e. in the diffuse component (above the main optical component), apparently correlated with a higher electron density region. Densities are in the range  $[30-153] \text{ cm}^{-3}$  which are typical of classical HII regions (Copetti et al. 2000). The higher densities observed in the diffuse component could be explained by collisions between molecular clouds of the interstellar medium and gas inflow/outflow events, which are suggested by the morphology.

**CFRS03.0508** This Luminous Compact Galaxy (LCG) was classified by Zheng et al (2005) as a relic of an interaction or fusion, with a relatively blue color over the whole galaxy which is also seen in the [OII] map. In Paper II (Puech et al. 2006a), we found that its kinematics show a rotational motion pattern with an axis almost perpendicular to the main optical axis of the galaxy, which probably reflects an

outflow motion rather than a rotational motion. Electron densities are characteristic of classical HII region ( $\leq 100 \text{ cm}^{-3}$ ), higher concentrations being well aligned along the supposed outflow (maximal densities are pointing to maximal velocities ends). We believe this supports the outflow hypothesis, because in such a case, electrons are produced from collisions between the expelled gas and molecular clouds of the interstellar medium.

**CFRS03.0645** Zheng et al. (2005) found in this LCG a relatively blue color all over the galaxy and classified it as a probable merger. The [OII] map shows a peak in the central region. As for CFRS03.0508, we found in Paper II (Puech et al. 2006a) a kinematics showing a rotational motion pattern with an axis almost perpendicular to the main optical axis of the galaxy, which could reflect an outflow motion rather than a rotational motion. The  $\sigma$ -map has a peak at the edge of the galaxy, where the two main components join. Electron densities are characteristic of classical HII regions ( $\sim 100 \text{ cm}^{-3}$ ) and a peak at  $\sim 200 \text{ cm}^{-3}$  is found near the main optical component (at the upper right of the image). Unfortunately, the SNR was too low to map the diffuse component at the bottom of the HST image, and thus we cannot confirm the suspected outflow.

**CFRS03.9003** This Luminous IR Galaxy (LIRG,  $\text{SFR} \sim 75 M_{\odot}/\text{yr}$ , see Flores et al. 2004) presents a quite complex and irregular brightness distribution. Its kinematics is classified as a rotating disk by Paper I (Flores et al. 2006). Zheng et al. (2004) found blue star-forming regions surrounding a red central region that might be a bulge. The [OII] counts distribution is relatively flat (between  $\sim 2$  and  $9$ ) but present a small relative maximum (on the right of the image) which is located in the disk. The central region has a very low density (i.e. a few  $\text{cm}^{-3}$ ) comparable with those of free electrons in the interstellar gas outside of HII regions (Reynolds 1989); this corresponds to a gas poor region and it is consistent with the presence of a bulge in this galaxy. The off centered knot in the I band HST image corresponds to a blue region with a peak in electron density. Paper I (Flores et al. 2006) showed that this knot is not due to a minor merger since no perturbation was seen in its kinematics (see figure 1). We found a significantly higher density in this region (almost  $400 \text{ cm}^{-3}$ ), comparable with those found in the outer areas of some nearby nebulae, such as M8 or Orion (Meaburn 1969; Osterbrock et al. 1959). This relatively high density could, at least partly, contribute to the very high SFR observed in this LIRG. The knot observed in the HST image is thus probably an extremely large HII region ( $\sim 2 \text{ kpc}$ , a complex of several HII region ?) undergoing a strong star formation episode.

**CFRS22.0504** Its kinematics is classified by Paper I (Flores et al. 2006) as rotating disk. Electron densities are higher near the edges. The [OII] map shows maxima near the center and also in a region near the edge where we can also see a peak ( $67 \text{ cm}^{-3}$ ) in the electron density map. This probably indicates a star forming region in the disk.

Unfortunately, we only had at our disposal a (deconvolved) CFHT image ( $0.207 \text{ arcsec/pix}$ ) to be used for comparison.

**CFRS22.0919** The morphology of this LCG shows two tails on each side, characteristic of interacting systems. Its kinematics is classified complex by Paper II (Puech et al. 2006a) which further supports a merger hypothesis. Electron densities peak in the tails ( $\geq 200 \text{ cm}^{-3}$ ) which corresponds to what is expected in interacting systems.

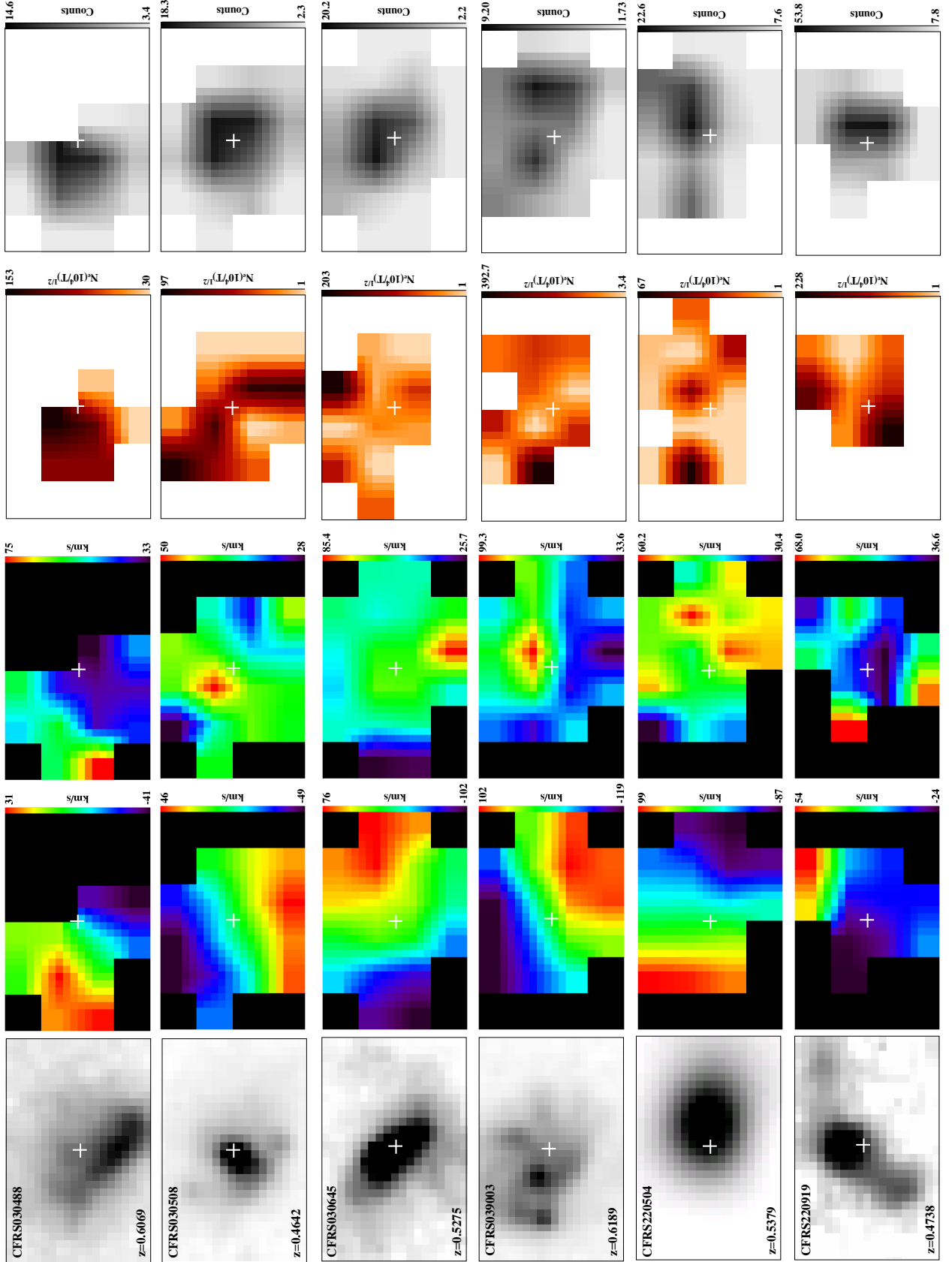
#### 4. Discussion & conclusion

We measured [OII] doublet lines ratio of 6 galaxies with high SNR to derive the first mapping of electron density in  $z \sim 0.6$  galaxies. The sample of the 6 objects presented here includes a large variety of objects with obvious merger (CFRS22.0919), suspected outflows (CFRS03.0508 and CFRS03.0645), and spiral galaxies (CFRS22.0504) including a LIRG (CFRS03.9003). Such a mapping can be very powerful for understanding the physical processes at work in these galaxies. The most spectacular illustrations are CFRS03.0508 where an outflow has been confirmed and CFRS03.9003 where a giant HII region has been identified. We also derive maps of [OII] total counts. For the 3 LCGs of the sample, we find that the [OII] maps show a peak at their centers, corresponding to the relatively blue cores found by Zheng et al. (2005). For the 2 rotating disks (CFRS03.9003 and CFRS22.0504), [OII] counts are distributed over the disks. This confirms that star formation migrates from center to the outskirts of the disk when comparing LCGs to spirals (Zheng et al. 2005).

The main limitation of our results arises from the fact that GIRAFFE has a relatively low spatial resolution ( $0.52 \text{ arcsec/pix}$ ): this makes the derived electron densities underestimated because they are averaged on spatial regions bigger than the characteristic length of HII regions ( $\sim 100 \text{ pc}$ ). Another consequence of the low spatial resolution of GIRAFFE is that line widths are the convolution of random motions with larger scale motions. In the case of merging systems where velocities can be particularly high (see Paper I, Flores et al. 2006), this makes the [OII] doublet blended in spite of the high spectral resolution of GIRAFFE ( $R \sim 10000$ ) and of the SNR level, and then only velocities and  $\sigma$  can safely be recovered. Mapping such galaxies with complex kinematics are currently beyond the capabilities of an Integral Field Spectroscopy on 8 meter telescopes because it would require a much higher spectral and spatial resolution. Finally, another important limitation can be due to extinction by dust which could hide some density peaks: only the unobscured regions can contribute to the [OII] flux detected, and the density maps are thus biased toward these regions.

With the arrival of Integral Field Spectrograph operating in the NIR (such as SINFONI), it is now possible to extend this kind of mapping to other physico-chemical parameters such as extinction, instantaneous SFR and metal abundance. The investigations of possible correlations between these quantities would probably shed a new light in the processes leading to the





**Fig. 1.** Mapping of 6 distant galaxies. All maps have a scale of  $\sim 0.1$  arcsec/pix and show the same FoV ( $3 \times 2$  arcsec<sup>2</sup>). From left to right: I band HST imaging except CFRS220504 (deconvolved CFHT image, see text); velocity field (5x5 interpolation),  $\sigma$ -map (5x5 interpolation), electron density map (5x5 interpolation), and [OII] counts distribution map (5x5 interpolation). Electron density maps have been restricted in SNR (see text).

intense star formation rates observed at  $z \geq 0.4$  and the decrease of the cosmic star formation density since  $z \sim 1$ .

*Acknowledgements.* We wish to thank ESO Paranal staff for their reception and their very useful advises during observations. We also thank A. Rawat for improving the English of this paper and the referee for comments and suggestions. We thank all the team of GIRAFFE at Paris Observatory, at Geneve Observatory and at ESO for the remarkable accomplishment of this unique instrument, without which, none of these results would be obtained.

## References

- Aller L.H., Ufford C.W. & Van Vleck J.H., 1949, *ApJ*, 109, 42.
- Blecha A., Cayatte V., North P. et al., Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye & Alan F. Moorwood Eds., 2000, *SPIE proc.* vol. 4008, 467.
- Canto J., Elliott K.H., Meaburn J. et al., 1980, *MNRAS*, 193, 911.
- Castaneda H.O., Vilchez J.M. & Copetti M.V.F., 1992, *A&A*, 260, 370.
- Copetti M.V.F., Mallmann J.A.H., Schmidt A.A. et al., 2000, *A&A*, 357, 621.
- Danks A.C. & Meaburn J., 1971, *Ap&SS*, 11, 398.
- Eissner W., Martins P. de A.P., H. Nussbaumer et al., 1969, *MNRAS*, 146, 63.
- Flores H., Hammer F., Thuan T.X. et al., 1999, *ApJ*, 517, 148.
- Flores H., Hammer F., Elbaz D. et al., 2004, *A&A*, 415, 885.
- Flores H., Hammer F., Puech M. et al. 2006, *A&A*, submitted (Paper I).
- Flores H., Puech M., Hammer F. et al., 2004, *A&A*, 420, L31.
- Flower D.R. & Seaton M.J., 1969, *Mm. roy. Sci. Lige*, 17, 251.
- Hammer F., Flores H., Elbaz D. et al., 2005, *A&A*, 430, 115.
- Kewley L.J., Geller M.J. & Jansen R.A., 2004, *AJ*, 127, 2002.
- Le Floc'h E., Papovitch C., Dole H. et al., 2005, *ApJ*, accepted, astro-ph/0506462.
- Lilly S.J., Le Fevre O., Hammer F. et al., 1996, *ApJ*, 460, 1.
- Madau P., Pozzetti L. & Dickinson M., 1998, *ApJ*, 498, 106.
- Meaburn J., 1969, *Ap&SS*, 3, 600.
- Mendoza C., 1983, in *Planetary Nebulae*, IAU Symp. No. 103, Ed. Flower, Reidel, Holland.
- Mc Keith C.D., Greve A., Downes D. et al., 1995, *A&A*, 293, 703.
- Mouhcine M., Lewis I., Jones, B. et al., 2005, *MNRAS*, 362, 1143.
- Nakamura O., Fukugita M., Brinkmann J. et al., 2004, *AJ*, 127, 2511.
- Osterbrock D. & Flather E., 1959, *ApJ*, 129, 26.
- Osterbrock D. & Ferland G., *Astrophysics of Gaseous Nebulae and active Galactic Nuclei*, Second Edition, 2006, University Science Books, Sausalito, California.
- Press W.H., Flannery B.P., Teukolsky S.A. et al., *Numerical recipes in C*, Cambridge University Press, 1989.
- Puech M., Hammer F., Flores H. et al., 2006a, *A&A*, submitted (Paper II).
- Reynolds R.J., 1989, *ApJ*, 339, L29.
- Schade D., Lilly S.J., Crampton D., 1995, *ApJ*, 451, 1.
- Schade D., Lilly S.J., Le Fevre O., 1996, *ApJ*, 464, 79.
- Seaton M.J., 1954, *AnAp*, 17, 74.
- Seaton M.J. & Osterbrock D.E., 1957, 125, 66.
- Semelin B. & Combes F., 2005, *A&A*, accepted, astro-ph/0506589.
- Zheng X.Z., Hammer F., Flores H. et al., 2004, *A&A*, 421, 847.
- Zheng X.Z., Hammer F., Flores H. et al., 2005, *A&A*, 435, 507.

## 4.5 Tests du scénario “spiral rebuilding”

Ce paragraphe propose d’utiliser les résultats présentés dans les trois articles précédents pour réaliser deux tests préliminaires supplémentaires du scénario proposé par (Hammer *et al.*, 2005).

### 4.5.1 Test 1 : dynamique des systèmes compacts

Nous avons vu au chapitre 2 que le scénario proposé par (Hammer *et al.*, 2005) prédisait par construction un nombre élevé de systèmes dynamiquement hors équilibre parmi les LCGs. La figure 4.7 montre une tendance, pour les galaxies à cinématique complexe ou perturbée, à être plus compactes que les disques en rotation, bien que la statistique soit encore faible.

La figure 4.8 compare les classifications morphologique et dynamique de 10 galaxies sur les 32 de l’échantillon pour lesquelles la morphologie a été étudiée par (Zheng *et al.*, 2004; Zheng *et al.*, 2005). Cette figure montre clairement la dichotomie qui existe entre les galaxies à morphologie spirale ou irrégulière, dont la dynamique est relaxée (disque en rotation), et les galaxies à morphologie compacte ou des systèmes en cours de fusion dont la dynamique est complexe.

Malgré la faible statistique encore disponible, il est clair qu’il existe une tendance pour les galaxies compactes à présenter des dynamiques complexes, ce qui est compatible avec l’hypothèse selon laquelle ces galaxies seraient des systèmes en cours de fusion, et donc en accord avec le scénario proposé par (Hammer *et al.*, 2005).

### 4.5.2 Test 2 : évolution de la relation de Tully-Fisher

L’article de Flores *et al.* (2006) semble montrer que la relation de Tully-Fisher ne subit pas d’évolution dans sa représentation  $M_* - V$ . Malgré la faible statistique, nous supposons dans ce paragraphe l’exactitude de la relation établie dans cet article : (1) les galaxies spirales ne subissent pas d’évolution dans ce plan et (2) la région située au-dessus de la relation est peuplée par des systèmes dont la dynamique est perturbée ou complexe.

Tous les scénarii où les galaxies constituent des systèmes ouverts, dont la masse stellaire  $M_*$  et la vitesse  $V$  croient avec le temps sont a priori compatibles avec le résultat de Flores *et al.* (2006). Seul ce type d’évolution peut en effet ramener les

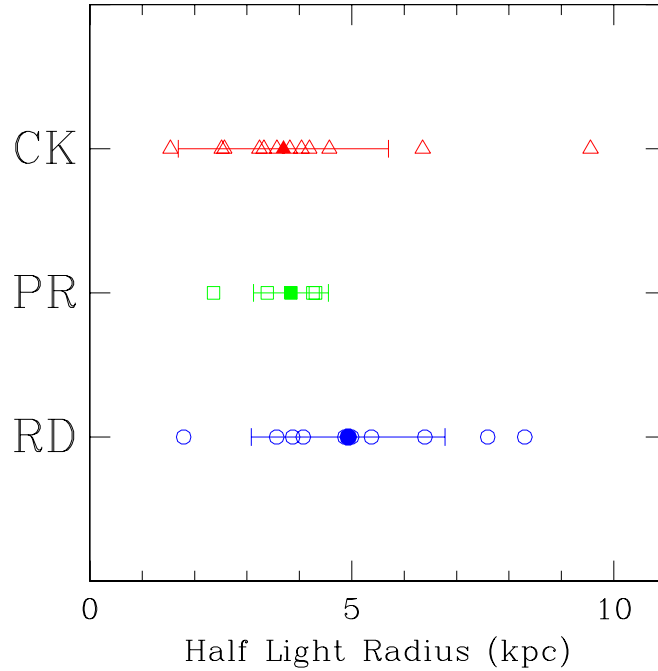


FIG. 4.7 – Diagramme classe dynamique -  $r_{1/2}$ . Les galaxies dont la cinématique est classée comme disque en rotation (RD) sont indiquées par des cercles bleus, les rotations perturbées (PR) par des carrés verts et les cinématiques complexes par des triangles rouges. Le  $r_{1/2}$  médian dans chaque classe dynamique est indiqué par le symbole plein correspondant. Les barres d’erreurs correspondent à l’écart quadratique moyen calculé autour de la moyenne. Seules les galaxies ayant une image HST ont été représentées. La galaxie à cinématique complexe de plus grand rayon est un système constitué de plusieurs galaxies en cours de fusion (CFRS03.1309). Bien qu’elle soit statistiquement peu significative (en raison notamment du faible nombre de galaxies disponibles pour construire cette figure), on observe toutefois une tendance pour les galaxies en rotation à être plus étendues que celles dont la cinématique est perturbée ou complexe.

galaxies spirales sur la relation locale après évolution (aux barres d’erreur près). Quels sont les scénarii remplissant ces conditions ?

La masse totale  $M_{totale}$  et la vitesse  $V$  sont liées par (voir les détails dans Puech *et al.* 2006a) :

$$M_{totale} \sim r_{1/2} V^2$$

Avec  $M_* = f_* M_{totale}$ , on obtient :

$$\frac{dM_*}{M_*} = \frac{dr_{1/2}}{r_{1/2}} + 2 \frac{dV}{V}$$

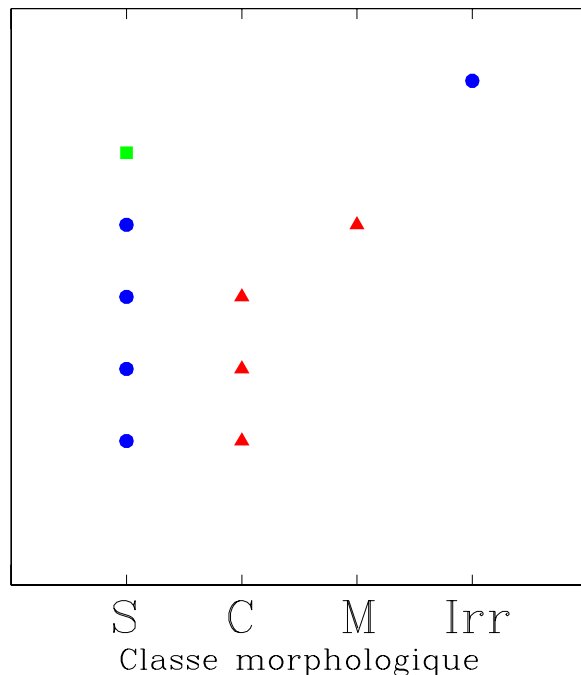


FIG. 4.8 – Comparaison des classifications morphologiques et dynamiques pour les 10 galaxies ayant été étudiées par (Zheng *et al.*, 2004; Zheng *et al.*, 2005). L’axe des abscisses représente la classification morphologique : S=Spirale (tous types confondus), C=Compactes, M=Merger et Irr=Irrégulière. La classification dynamique est codée par le symbole utilisé : disque bleu=disque en rotation, triangle rouge=cinématique complexe et carré vert=rotation perturbée.

en supposant que  $f_*$  ne varie pas avec  $z$  (Conselice *et al.*, 2005). Dans cette approche<sup>2</sup> la variation relative de  $V$  dépend donc à la fois de celle de  $M_*$  et de celle de  $r_{1/2}$ . Or il semble que, au moins pour les disques les plus larges,  $dr_{1/2}/r_{1/2} = 0$  (Lilly *et al.*, 1998; Ravindranath *et al.*, 2004). Dans ce cas, on aurait donc une augmentation de  $V$  pour les tous scénarii prédisant une augmentation de  $M_*$  avec  $z$ , parmi lesquels les scénarii d’évolution séculaire avec accrétion douce de matière, et celui proposé par (Hammer *et al.*, 2005). Il faut toutefois être très prudent avec ce genre d’interprétation car il subsiste de nombreuses incertitudes, en autres sur les termes  $dr_{1/2}/r_{1/2}$  et  $df_*/f_*$ . Il semble donc trop tôt pour tenter de distinguer différents scénarii d’évolution grâce à la relation de Tully-Fisher proprement dite, de nombreux points nécessitant encore d’être éclaircis.

Néanmoins, il est intéressant de noter que le scénario proposé par (Hammer *et al.*, 2005) prédit une évolution *en deux temps* dans le plan  $M_*$ - $V$  : (1) augmen-

<sup>2</sup>Très simpliste !

tation de  $M_*$  au cours de la fusion, pendant laquelle le disque est détruit, puis (2) reconstruction du disque et augmentation de  $V$ . Cette évolution en deux temps est particulièrement compatible avec un peuplement de la zone située au-dessus de la relation. Il est donc tout à fait naturel dans ce scénario de trouver une répartition dans le plan  $M_* - V$  telle que décrite par Flores *et al.* (2006). Il n'est par contre par clair si un scénario d'évolution séculaire permet ou non de rendre compte de cette tendance. Il se pourrait ainsi que le fait qu'un nombre important de galaxies sont hors équilibre à  $z \sim 0.6$  soit une contrainte plus importante que la relation de Tully-Fisher en elle-même<sup>3</sup>. Seul un scénario d'évolution violente semble à l'heure actuelle capable d'expliquer deux résultats observationnels importants à  $z < 1$  : (1) l'existence de galaxies actives dans l'infrarouge (les LIRGs) et (2) la fraction importante de galaxies n'ayant pas atteint leur équilibre dynamique.

## Bibliographie

- COX T.J., PRIMACK J., JONSSON P., et SOMERVILLE R.S. Generating Hot Gas in Simulations of Disk-Galaxy Major Mergers. *ApJ*, 607, L87 2004.
- GUZMAN R., GALLEGO J., KOO D.C., PHILLIPS A.C., LOWENTHAL J.D., FABER S.M., ILLINGWORTH G.D., et VOGT N.P. The Nature of Compact Galaxies in the Hubble Deep Field. II. Spectroscopic Properties and Implications for the Evolution of the Star Formation Rate Density of the Universe. *ApJ*, 489, 559 1997.
- HAMMER F., FLORES H., ELBAZ D., ZHENG X.Z., LIANG Y.C., et CESARSKY C. Did most present-day spirals form during the last 8 Gyr?. A formation history with violent episodes revealed by panchromatic observations. *A&A*, 430, 115 2005.
- HAMMER F., GRUEL N., THUAN T.X., FLORES H., et INFANTE L. Luminous Compact Galaxies at Intermediate Redshifts : Progenitors of Bulges of Massive Spirals? *ApJ*, 550, 570 2001.
- LILLY S., SCHADE D., ELLIS R., LE FEVRE O., BRINCHMANN J., TRESSE L., ABRAHAM R., HAMMER F., CRAMPTON D., COLLESS M., GLAZEBROOK K., MALLÉN-ORNELAS G., et BROADHURST T. Hubble Space Telescope Imaging of the CFRS and LDSS Redshift Surveys. II. Structural Parameters and the Evolution of Disk Galaxies to  $Z$  approximately 1. *ApJ*, 500, 75 1998.
- PHILLIPS A.C., GUZMAN R., GALLEGO J., KOO D.C., LOWENTHAL J.D., VOGT N.P., FABER S.M., et ILLINGWORTH G.D. The Nature of Compact Galaxies in the Hubble Deep Field. I. Global Properties. *ApJ*, 489, 543 1997.
- ZHENG X.Z., HAMMER F., FLORES H., ASSÉMAT F., et PELAT D. HST/WFPC2 morphologies and color maps of distant luminous infrared galaxies. *A&A*, 421, 847 2004.
- ZHENG X.Z., HAMMER F., FLORES H., ASSÉMAT F., et RAWAT A. HST/WFPC2 morphologies and bar structures of field galaxies at  $0.4 < z < 1$ . *A&A*, 435, 507 2005.

---

<sup>3</sup>Car, après tout, la relation de Tully-Fisher est une conséquence des lois de la gravitation et de l'électromagnétisme : est-il si étonnant que ces lois ne changent pas au cours du temps?



## Troisième partie

### Dynamique des galaxies à $z \geq 1$ : besoins instrumentaux





# Chapitre 5

## OA et champs cosmologiques : le concept FALCON

### Sommaire

---

<b>5.1</b>	<b>Les galaxies de <math>z=1</math> à 3 . . . . .</b>	<b>171</b>
<b>5.2</b>	<b>Spécifications scientifiques pour un nouvel instrument 3D dans le proche IR . . . . .</b>	<b>173</b>
<b>5.3</b>	<b>Spectroscopie et Optique Adaptative . . . . .</b>	<b>174</b>
5.3.1	Optique Adaptative et champs cosmologiques . . . . .	174
5.3.2	OA et spectroscopie 3D . . . . .	176
5.3.3	MOAO-DAO: le concept FALCON . . . . .	177
<b>5.4</b>	<b>Performances du concept FALCON . . . . .</b>	<b>178</b>
5.4.1	Simulations de la MOAO FALCON . . . . .	178
5.4.2	Comparaison simulations-observations . . . . .	183
5.4.3	Simulations des performances scientifiques de FALCON .	185
<b>5.5</b>	<b>L'IFU FALCON . . . . .</b>	<b>185</b>
5.5.1	Spécifications d'un correcteur hybride . . . . .	187
5.5.2	Spécification des micro-DMs . . . . .	197
<b>5.6</b>	<b>Le spectrographe FALCON: perspectives . . . . .</b>	<b>209</b>

---

### 5.1 Les galaxies de $z=1$ à 3

La majorité des étoiles et des éléments s'étant formés entre  $z=0.5$  et  $z=2-3$  (voir chapitre 2), il est important de déterminer la cinématique et la chimie des galaxies à ces redshifts car la façon dont les galaxies se sont assemblées et comment

leurs masses, vitesses et moments angulaires se sont redistribués est encore très peu connue.

A grands redshifts ( $2 \leq z \leq 6$ ), la plupart des galaxies ont été identifiées en utilisant la méthode du “Lyman break drop out” (Steidel *et al.*, 1995; Steidel *et al.*, 1996) : le nombre de LBGs (Lyman Break Galaxies, (Giavalisco, 2002)) ainsi détectées s’est révélé être 5 fois plus faible que le nombre de galaxies observées à  $z \leq 1$ . Les LBGs sont des galaxies fortement groupées avec une échelle de corrélation spatiale  $r_0 = 4$  Mpc (Adelberger *et al.*, 1998). Les propriétés chimiques de ces galaxies ont été étudiées. (Pettini *et al.*, 2001) trouvent une abondance en oxygène égale à 10% de celle du soleil. Toutefois leurs résultats sont très incertains, entre autres à cause de la présence d’outflows dans ces galaxies. A partir de la modélisation des populations stellaires dans l’UV (Leitherer *et al.*, 2001), il semble que l’abondance des LBGs à  $z \sim 3$  soit en réalité 30% solaire (Leitherer, 2005). Ces résultats sont actuellement limités par la profondeur des relevés qui atteignent  $R \sim 26$ , mais plusieurs similitudes entre les morphologies et la cinématique des LBGs et des LCGs à plus bas  $z$  semblent d’ores et déjà indiquer un lien possible entre ces deux populations (Lowenthal *et al.*, 2005).

Une autre population de galaxies a pu être identifiée à grands  $z$  dans le sub-millimétrique grâce au satellite SCUBA (Blain *et al.*, 2002) et à l’interféromètre MAMBO (Greve *et al.*, 2004). Ces galaxies SMGs (Sub-Millimeter Galaxies) ont une distribution en redshift comprise entre  $z=1.5$  et  $z=3$ , centrée sur  $z \sim 2.4$  (Chapman *et al.*, 2003; Chapman *et al.*, 2005). Cette distribution en  $z$  est très similaire à celle des quasars, ce qui rend probable un lien entre SMGs et AGNs. Ces galaxies ont des morphologies perturbées (figure 5.1) typiques de systèmes en cours de fusion (Conselice *et al.*, 2003; Smail *et al.*, 2004), de grandes tailles et des luminosités bolométriques importantes (Chapman *et al.*, 2003). Les SMGs sont souvent considérées comme l’équivalent des ULIRGs<sup>1</sup> à  $z > 1.5$  : la grande quantité de poussière contenue dans ces galaxies modifie la forme de la SED qui pique alors dans l’IR lointain. A  $z > 1.5$ , ce pic se trouve décalé dans le sub-millimétrique (Lagache *et al.*, 2005). Une population de LBGs lumineuses dans l’IR ayant des propriétés similaires aux SMGs a récemment été identifiée (Huang *et al.*, 2005), ce qui pourrait établir un lien observationnel entre les SMBs et les LBGs.

Nous avons vu au chapitre 4 quelle était l’importance de *cartographier* la cinématique et les paramètres physico-chimiques tels que formation stellaire, extinction, métallicité ou densité pour la compréhension des processus physiques en jeu dans les galaxies. C’est pourquoi il devient de plus en plus clair que la prochaine étape

<sup>1</sup>Ultra Luminous InfraRed Galaxies,  $L_{IR} \geq 10^{12} L_{\odot}$

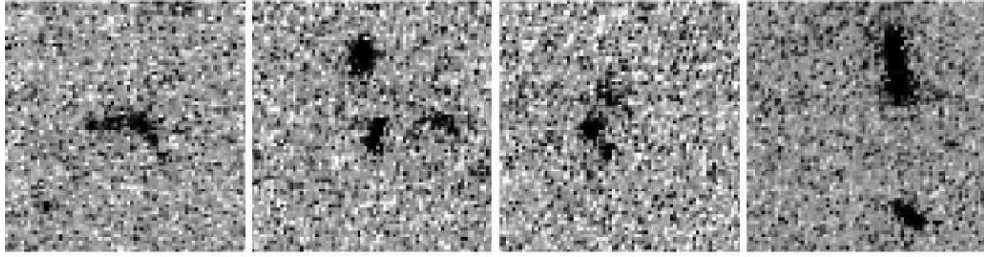


FIG. 5.1 – Morphologie des SMGs obtenues par le télescope HST (Conselice *et al.*, 2003). Celles-ci apparaissent très similaires à l’aspect qu’auraient des ULIRGs redshiftées à  $z=3$ .

dans la compréhension de la formation et de l’évolution des galaxies nécessitera des spectrographes 3D travaillant dans le proche IR, là où sont redshiftées les principales raies en émission des galaxies entre  $z=1$  et  $2-3$ . Afin de rendre possible cette prochaine étape, un nouveau concept d’instrument appelé FALCON a été proposé (Hammer *et al.*, 2002).

## 5.2 Spécifications scientifiques pour un nouvel instrument 3D dans le proche IR

L’expérience passée en terme de relevés profonds a montré que la variance cosmique pouvait affecter fortement les résultats obtenus. Des différences importantes sont ainsi apparues dans les comptes et la morphologie des galaxies entre les deux champs HDF (Labbé *et al.*, 2003). La figure 1.5 (voir chapitre 1) montre une simulation numérique de la toile cosmique à partir de la théorie  $\Lambda$ -CDM : les petits champs sont inévitablement affectés par des variations de densité. C’est pourquoi le champ de vue de FALCON doit être au moins égal à la longueur de corrélation des structures aux redshifts visés (4 à 9 Mpc), ce qui donne un champ de vue optimal d’environ  $100 \text{ arcmin}^2$ . Le champ de vue du foyer Nasmyth au VLT (25 arcmin de diamètre) est donc particulièrement bien adapté à FALCON.

Etant donné les temps de pose importants requis pour ce genre d’études, FALCON doit être un instrument multi-objets. La densité des objets (LBGs, LIRGs, sub-mm,...) aux redshifts visés est typiquement de quelques 0.01 à 0.1 par  $\text{arcmin}^2$  : FALCON doit donc pouvoir observer au moins 10 objets en même temps. Etant donné les transmissions actuellement atteintes sur des instrumentations similaires (GIRAFFE :  $\sim 10\%$ , SINFONI :  $\sim 20\%$ ), un minimum de 10 % est requis.

Pour suivre les raies en émission allant de  $[\text{OII}]\lambda 3727\text{\AA}$  à  $H_\alpha\lambda 6563\text{\AA}$ , FALCON doit opérer dans le proche IR, au moins de 0.9 à 1.7  $\mu\text{m}$  (bandes I, J et H). A ces longueurs d'onde, le fond de ciel atteint des valeurs importantes : I=19.7 (Patat, 2003), J=16.5 et H=14.4 (Cuby, 2000). Ce dernier est constitué de raies en émission OH (Rousselot *et al.*, 2000) se superposant à un continuum. FALCON doit donc pouvoir séparer les raies d'émission des raies OH du ciel, ce qui nécessite une résolution spectrale au moins égale à 3000 (Liang *et al.*, 2004), l'idéal étant d'atteindre  $R=15000$  permettant de résoudre  $\sigma=30$  km/s. Afin de limiter les problèmes de configuration lors de l'utilisation de l'instrument (voir chapitre 3), il est également requis que l'instrument puisse obtenir au moins une bande (200 nm) en une seule exposition.

Nous avons vu au chapitre 2 (voir figure 2.2) que les galaxies avaient des rayons contenant la moitié de la lumière  $r_{1/2}$  allant de 0.8 arcsec à  $z=1$  à 0.3 arcsec à  $z=3$  : le champ par objet doit être au moins de  $2r_{1/2}$ , ce qui donne un champ de vue typique de  $2\times 2$  arcsec<sup>2</sup> par objet. Pour pouvoir résoudre  $r_{1/2}$ , l'élément de résolution spatial a été fixé à 0.25 arcsec, ce qui donne un échantillonnage de 0.125 arcsec/pixel. L'élément de résolution est inférieur aux conditions de turbulence médianes régnant sur les sites astronomiques professionnels : au Cerro Paranal, le seeing médian est de 0.81 arcsec à 0.55  $\mu\text{m}$ , ce qui, compte tenu de la longueur d'onde et de l'échelle externe de turbulence (Tokovinin, 2002), donne une PSF de largeur à mi-hauteur médiane de 0.4 arcsec environ. Afin de conserver un rapport signal à bruit spectral suffisant, FALCON doit donc pouvoir reconcentrer la lumière d'un facteur  $\sim 2$ , ce qui nécessite le recours à l'Optique Adaptative.

Les principales spécifications scientifiques sont résumées dans la table 5.1.

## 5.3 Spectroscopie et Optique Adaptative

### 5.3.1 Optique Adaptative et champs cosmologiques

L'Optique Adaptative (OA) est une technique qui consiste à mesurer et à corriger en temps réel les perturbations de phase du front d'onde dues à la turbulence atmosphérique. Plusieurs approches ont été proposées mais aucune ne semble pouvoir être applicable aux champs de taille cosmologique (voir Annexe B) :

- l'OA classique : une étoile brillante ( $R \leq 16$ ) dans le champ d'isoplanétisme (quelques arcsec dans le visible, voir annexe B) est requise pour permettre la mesure du front d'onde. En astronomie extragalactique, les objets observés sont des galaxies faibles situées de préférence loin du plan galactique, là où la

Spécification	Minimum	But
FoV	10 arcmin	25 arcmin
Multiplex	10	50
Transmission	10 (%)	20 (%)
Distance entre IFUs	60 arcsec	20 arcsec
Résolution spectrale	3000	5000(LR) / 15000(HR)
Bande passante spectrale globale	0.9 à 1.6 $\mu\text{m}$	0.7 à 1.7 $\mu\text{m}$
Bande passante spectrale par setup	200 nm	400 nm
Résolution spatiale	0.25 arcsec	0.2 arcsec
Echantillonnage spatial	0.125 arcsec	0.1 arcsec
FoV IFU	2x2 arcsec <sup>2</sup>	3x2 arcsec <sup>2</sup>

TAB. 5.1 – Principales spécifications scientifiques pour un spectrographe 3D dédié à l’étude des galaxies de  $z=0.5$  à 2-3. Ces spécifications ont été tirées du document de spécification scientifique de FALCON (voir aussi (Hammer *et al.*, 2002)).

densité surfacique d’étoiles décroît très fortement (Bahcall et Soneira, 1981). Cette contrainte diminuerait donc la couverture de ciel de FALCON à un taux inacceptable (quelques pour-cents) ;

- les étoiles lasers artificielles (Foy et Labeyrie, 1985) : celles-ci permettent d’augmenter significativement la couverture du ciel (Le Louarn *et al.*, 1998), même si leur utilisation ne dispense pas de recourir à une étoile guide naturelle afin de pouvoir mesurer le tip-tilt (voir annexe B). Dans le cas d’un instrument multi-objets comme FALCON, il faudrait un grand nombre d’étoiles lasers, ce qui complexifierait grandement l’instrument et augmenterait fortement son coût ;
- l’OA Multi-Conjuguée (MCAO, (Dicke, 1975; Beckers, 1989)) : l’utilisation de plusieurs étoiles guides (naturelles ou artificielles) permet de reconstruire la distribution en altitude de la phase par tomographie (Tallon et Foy, 1990; Ragazzoni *et al.*, 1999; Ragazzoni *et al.*, 2000). Il est alors possible d’utiliser plusieurs dispositifs de correction conjugués en altitude des principales couches turbulentes afin d’obtenir une meilleure correction de la turbulence sur un champ qui peut atteindre typiquement 2 à 3 arcmin, ce qui est insuffisant pour FALCON ;
- le GLAO (Ground-Layer AO, (Rigaut, 2002)) : dans la plupart des sites astronomiques, l’essentiel de la turbulence est contenue dans la couche située près du sol ( $<1$  km, voir par exemple (Abahamid *et al.*, 2004a; Abahamid *et al.*, 2004b)) d’où l’idée de ne corriger que cette couche. Cette technique permettrait de fournir un seeing résiduel après correction relativement uniforme sur

un grand champ mais au prix d'une correction relativement faible (Tokovinin, 2004).

La difficulté rencontrée dans un instrument comme FALCON vient de la nécessité de concilier l'OA avec un grand champ de vue : aucune des solutions envisagées ci-dessus n'est actuellement capable de fournir des corrections suffisantes sur des champs de vue d'au moins 10 arc-minutes de diamètre comme il est envisagé pour FALCON.

### 5.3.2 OA et spectroscopie 3D

L'OA est maintenant d'utilisation courante dans le domaine de l'imagerie infrarouge (voir par exemple (Gendron *et al.*, 2004)). Certains instruments comme NAOS proposent également un mode supplémentaire permettant de scanner les longueurs d'ondes (Perot-Fabry) et donc d'utiliser l'AO en spectroscopie 3D (voir annexe A). Le défaut de ce type de mode est que la PSF varie durant la pose, le seeing évoluant à l'échelle de quelques minutes (Martin *et al.*, 2000). L'idée d'associer OA et spectroscopie intégrale de champ (IFS, Integral Field Spectroscopy) est donc de ce point de vue particulièrement intéressante, surtout en astronomie extragalactique où les temps de pose sont de plusieurs heures.

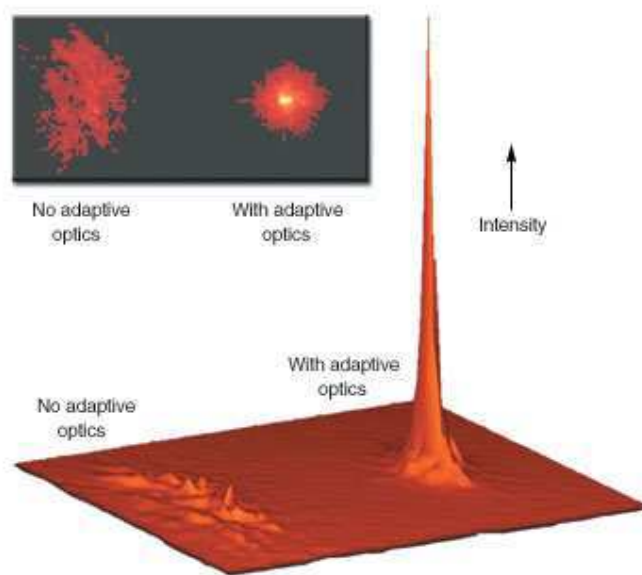


FIG. 5.2 – Effets de l'AO sur la PSF. [Source : [www.llnl.gov](http://www.llnl.gov)]

L'effet de l'OA sur la PSF est illustré sur la figure 5.2 : l'OA fait apparaître un pic cohérent superposé à un halo turbulent. Ce pic cohérent a la même largeur ( $\sim \lambda/D$ )

que la tâche d’Airy à diamètre constant et à même longueur d’onde, alors que le halo a une largeur  $\leq \lambda/r_0$  selon le niveau de correction. Plus la correction est élevée, plus la hauteur du pic cohérent est élevée (meilleur rapport de Strehl), et plus la largeur du halo est faible (meilleure FWHM). On voit donc directement pourquoi l’OA permet un gain de résolution spatiale en imagerie. Avec les spectrographes à intégrale de champ, la résolution spatiale est fixée par la trame de micro-lentilles qui échantillonne l’objet (voir Annexe A) : l’intérêt de l’OA (outre, bien évidemment, le fait qu’elle permet l’utilisation d’une trame de micro-lentilles plus petite) est alors qu’elle permet de concentrer plus d’énergie dans un élément de résolution spatiale et donc d’augmenter le rapport signal à bruit. C’est pourquoi en IFS, le gain de l’OA est souvent caractérisé par le couplage, qui est égal à la fraction de la PSF qui entre dans un élément de résolution spatiale.

Les premiers spectrographes à intégrale de champ équipés d’OA ont vu le jour à Hawaï avec l’instrument OASIS dans le visible (Emsellem, 1999) ainsi qu’à Calar Alto avec l’instrument 3D<sup>2</sup> dans le proche IR (Weitzel *et al.*, 1996). Plusieurs instruments de ce type ont été récemment mis en service sur des télescopes de 8-10 mètres avec GMOS (Allington-Smith *et al.*, 2002) et SINFONI (Eisenhauer *et al.*, 2000).

### 5.3.3 MOAO-DAO : le concept FALCON

FALCON propose une nouvelle manière d’utiliser l’OA : au lieu de chercher à corriger l’*ensemble* du champ de vue, il est plus rentable de chercher à corriger *uniquement* les zones d’intérêt, c’est-à-dire de petites zones correspondant aux objets observés. Pour chaque objet, la mesure est toujours réalisée par tomographie (de type “star oriented”) avec 3 étoiles guides naturelles par objet, afin d’interpoler le front d’onde dans la direction de l’objet. La correction est alors réalisée par un unique DM situé dans la pupille : la correction n’est donc pas de type MCAO. En supposant que l’on parvienne à miniaturiser les composants d’OA (ASO et DM) pour les intégrer dans des IFUs, il est alors possible de répéter ce schéma sur un nombre fini d’objets (figure 5.3). Ce type d’approche issue du concept FALCON est maintenant souvent appelée MOAO (Mutli-Objects AO) ou DAO (Distributed AO) (voir par exemple (Dekany *et al.*, 2004)).

---

<sup>2</sup>il s’agit bien du nom de l’instrument...



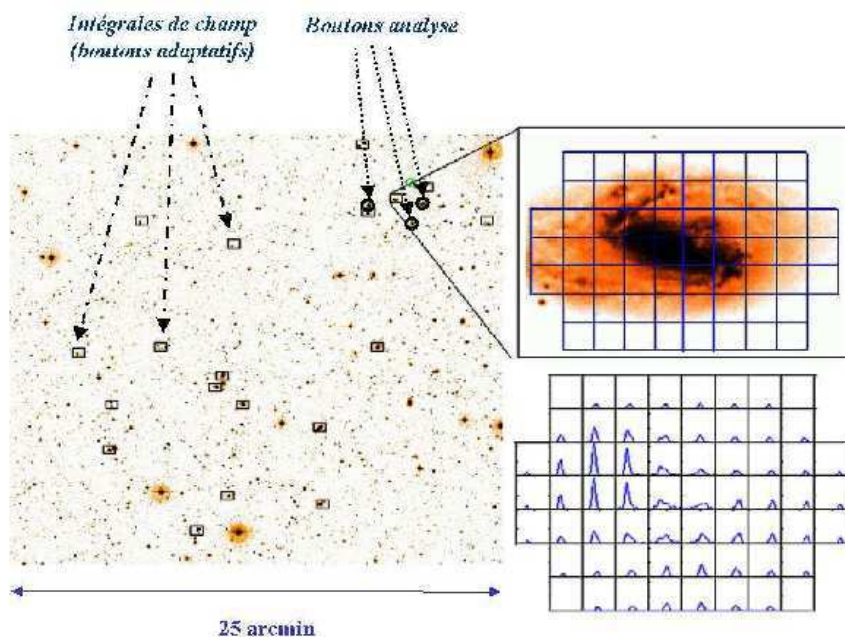


FIG. 5.3 – Principe du concept FALCON : pour chaque objet, le front d’onde est mesuré par tomographie grâce à 3 étoiles guides naturelles, puis la correction dans la direction de l’objet est interpolée et appliquée par un DM miniaturisé placé dans l’intégrale de champ. Cette procédure est répétée individuellement sur tous les objets, ce qui permet de ne corriger que les zones d’intérêt et d’obtenir ainsi un mode multiplex particulièrement efficace en terme de signal à bruit spectral.

## 5.4 Performances du concept FALCON

### 5.4.1 Simulations de la MOAO FALCON

Les performances en termes de correction et de couverture de ciel d’un système de type FALCON ont été simulées par (Assemat *et al.*, 2004; Assémat, 2004) dans des conditions de turbulences typiques des conditions médianes du Cerro Paranal (seeing de 0.81 arcsec, échelle externe  $L_0 = 24m$ , une répartition de turbulence de 20% au sol, 65% à 1km et 15% à 10km; voir Annexe B) et un télescope de type VLT (8 mètres). Ces simulations ont permis d’établir les résultats suivants (l’aspect temporel ayant été négligé) :

#### Tomographie :

- les ASO doivent être positionnés dans un rayon maximal de 2-3 arcmin pour permettre une bonne reconstruction du front d’onde dans la direction de l’objet ;

- la connaissance de  $L_0$  n'est pas nécessaire pour la reconstruction : on peut donc négliger le caractère fini de  $L_0$  pendant cette étape ;
- la connaissance du profil de  $C_n^2$  doit être correcte sans être parfaite : une tolérance de  $\pm 10\%$  entre la proportion des couches à 1 km et 10 km ou une erreur de  $\pm 1$  km sur la position de la couche à 1 km ne provoque qu'une perte de 2% en rapport de Strehl. Etant donné que le plan focal comportera un grand nombre d'ASO, le profil de  $C_n^2$  pourra être déduit de l'inter-corrélation de toutes les mesures par la technique SLODAR (Wilson, 2002).

**Correction :**

- **performances relatives** : pour doubler le couplage par rapport au cas sans correction, il faut corriger environ 110 modes de Zernike en bande J et 70 modes en bande H, en utilisant des étoiles de magnitude  $R \leq 17$ . Ceci permet une couverture du ciel de 50% quelle que soit la latitude galactique ;
- **performances absolues** : pour atteindre un SNR de 3 sur le flux dans la raie  $H_\alpha$ , il faut atteindre un couplage de 30% en bande J et de 40% en bande H. Cette performance peut être atteinte sur 50% du ciel, quelle que soit la latitude galactique, en utilisant des étoiles de magnitude  $R \leq 17$  et en corrigeant 90 modes en bande J et 70 modes en bande H ;
- **sensibilité à  $L_0$**  : pour une échelle externe de 100 mètres, la performance relative est atteinte sur des étoiles de magnitude  $R \leq 16$  avec une couverture de ciel de 50% au pôle galactique, en corrigeant 70 modes en bande J et 40 modes en bande H.

Nous avons utilisé le simulateur FALCON pour entreprendre une étude des sensibilités aux paramètres liés au choix de l'étoile guide. Au cours de cette étude, les étoiles guides sont disposées selon un triangle équilatéral où la galaxie est située au barycentre du triangle. Ces simulations ont permis d'établir les résultats préliminaires suivants :

- la comparaison des figures 5.4 et 5.5 montre qu'il vaut mieux *a priori* choisir une étoile proche et faible plutôt qu'une étoile plus distante et plus brillante ;
- la figure 5.6 montre que l'ordre de correction influe sur le couplage au second ordre en comparaison de la magnitude des étoiles guides : il vaut mieux choisir une étoile brillante et un ordre de correction faible plutôt qu'une étoile faible quel que soit l'ordre de correction choisi. Choisir un ordre de correction élevé n'a de sens que pour des NGS brillantes : il faut pouvoir mesurer correctement les modes d'ordres élevés pour pouvoir les corriger.

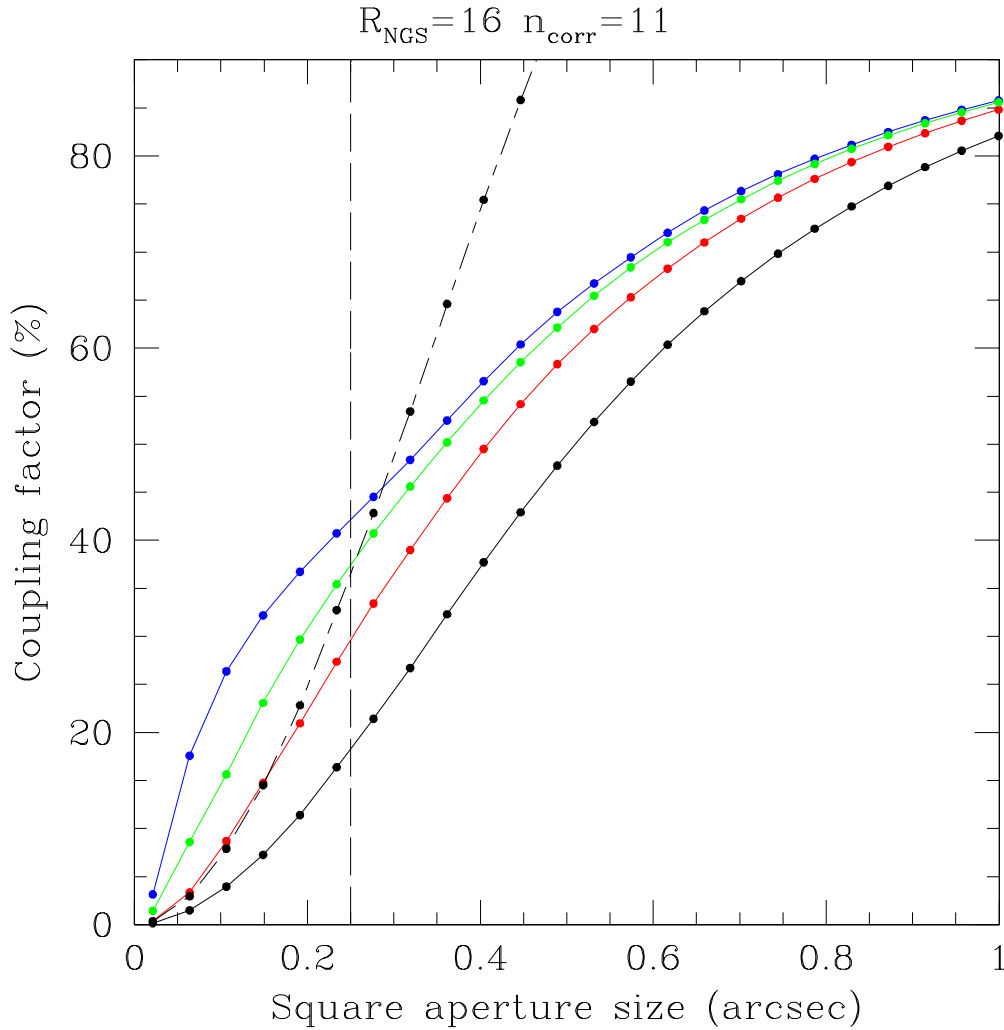


FIG. 5.4 – Effet de l’ouverture et de la distance de mesure sur le couplage du système FALCON avec des NGS de magnitude  $R = 16$ . Ces simulations ont été réalisées en bande H avec une magnitude limite pour l’ASO de  $R = 17$ , des conditions de turbulence médianes ( $L_0 = 24\text{m}$  et  $\text{seeing} = 0.81\text{arcsec}$ ), une correction jusqu’à l’ordre 11 (77 polynômes corrigés) et 3 NGS de magnitude  $R = 16$ . Les étoiles guides ont été placées à une distance de 10 (courbe bleue), 60 (courbe verte) et 300 arcsec (courbe rouge). La courbe noire représente le couplage obtenu dans le cas turbulent (sans correction) et la courbe noire en traits mixtes le double (spécification absolue à atteindre). Pour un élément spatial de résolution de 0.25 arcsec (ligne verticale en pointillés noirs), le couplage varie de 30% (distance galaxie-NGS=300 arcmin) à 40% (distance galaxie-NGS=10 arcsec).

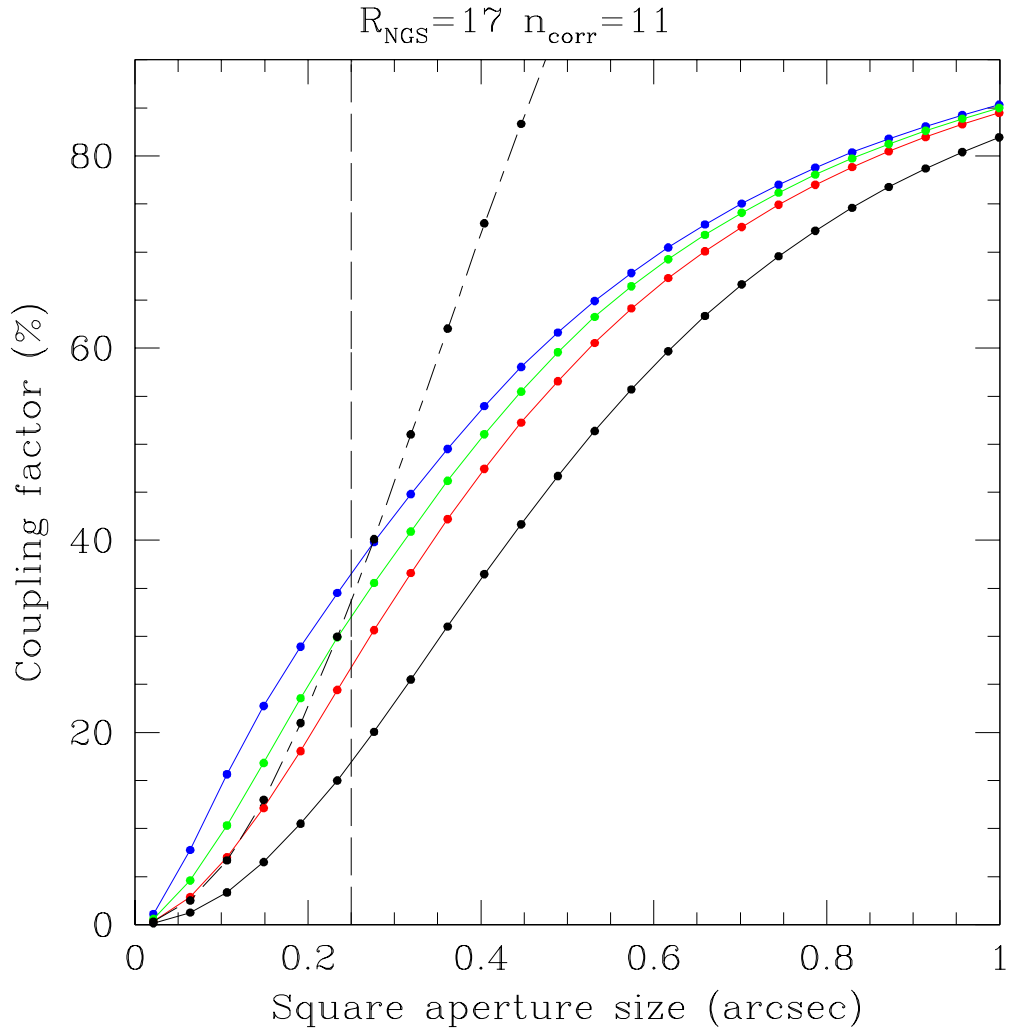


FIG. 5.5 – Effet de l’ouverture et de la distance de mesure sur le couplage du système FALCON avec des NGS de magnitude  $R = 17$ . Ces simulations ont été réalisées en bande H avec une magnitude limite pour l’ASO de  $R = 17$ , des conditions de turbulence médianes ( $L_0 = 24\text{m}$  et seeing= $0.81\text{arcsec}$ ), une correction jusqu’à l’ordre 11 (77 polynômes corrigés) et 3 NGS de magnitude  $R = 17$ . Les étoiles guides ont été placées à une distance de 10 (courbe bleue), 60 (courbe verte) et 300 arcsec (courbe rouge). La courbe noire représente le couplage obtenu dans le cas turbulent (sans correction) et la courbe noire en traits mixtes le double (spécification absolue à atteindre). Pour un élément spatial de résolution de  $0.25\text{ arcsec}$  (ligne verticale en pointillés noirs), le couplage varie de 27% (distance galaxie-NGS=300 arcmin) à 37% (distance galaxie-NGS=10 arcsec).

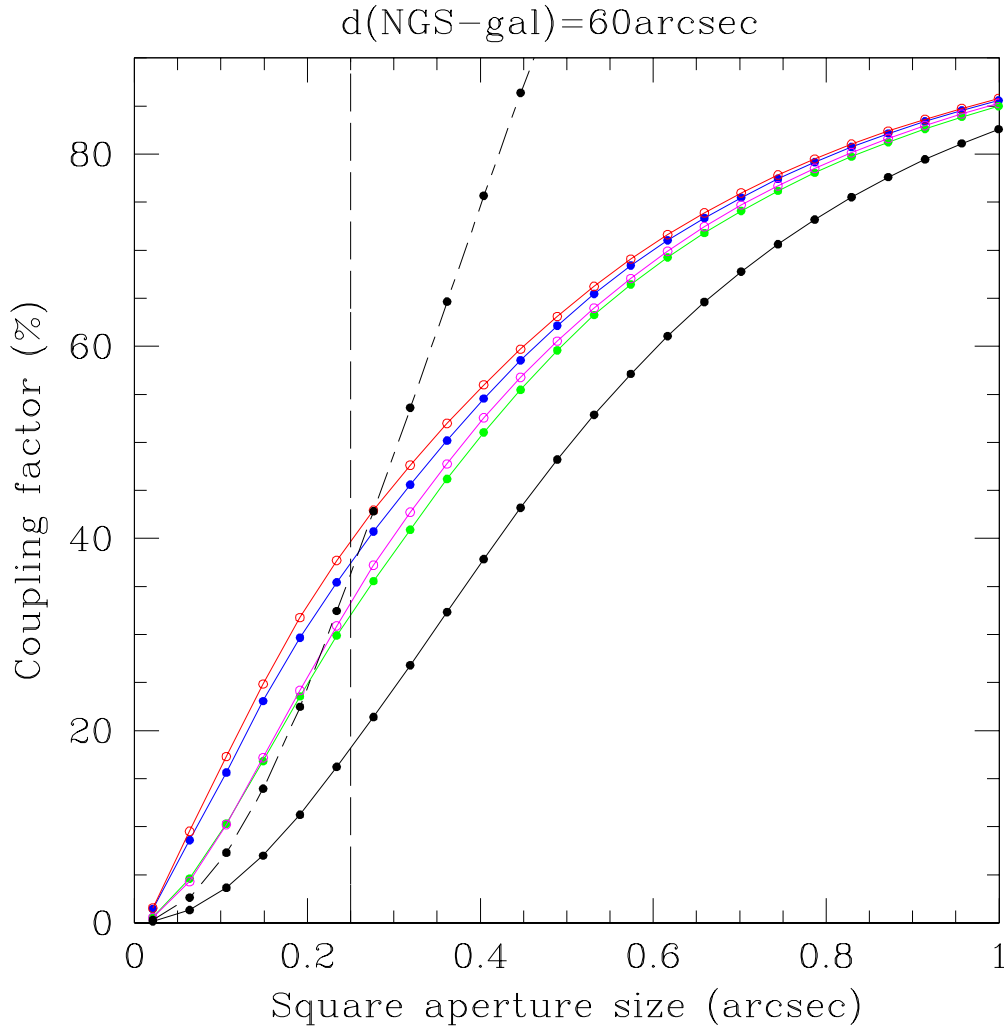


FIG. 5.6 – Effet de l’ouverture, de la distance de mesure et du nombre de modes corrigés sur le couplage du système FALCON. Ces simulations ont été réalisées en bande H avec une magnitude limite pour l’ASO de  $R = 17$  et des conditions de turbulence médianes ( $L_0 = 24\text{m}$  et  $\text{seeing}=0.81\text{arcsec}$ ). La courbe rouge représente le cas où les NGS ont une magnitude de  $R = 16$  et l’ordre de correction est de  $n=13$  (104 polynômes corrigés). La courbe bleue représente le cas où les NGS ont une magnitude de  $R = 16$  et l’ordre de correction est de  $n=11$  (77 polynômes corrigés). La courbe magenta représente le cas où les NGS ont une magnitude de  $R = 17$  et l’ordre de correction est de  $n=13$ . La courbe verte représente le cas où les NGS ont une magnitude de  $R = 17$  et l’ordre de correction est de  $n=11$ . La courbe noire représente le couplage obtenu dans le cas turbulent (sans correction) et la courbe noire en traits mixtes le double (spécification absolue à atteindre). Pour un élément spatial de résolution de  $0.25\text{ arcsec}$  (ligne verticale en pointillés noirs), le couplage varie de 32% à 39%.

### 5.4.2 Comparaison simulations-observations

Afin de valider les PSF simulées, une comparaison avec des données scientifiques a été menée. Nous avons dans ce but analysé le profil de lumière de 12 étoiles sélectionnées pour échantillonner une gamme suffisamment large de conditions d’observations distinctes (voir la table 5.2).

Site/Télescope	Paranal/VLT	Paranal/VLT	Paranal/VLT	La Silla/NTT
Instruments	FORS2	ISAAC	ISAAC	SOFI
Bande	R	J	Ks	J
Pixel (arcsec)	0.201	0.148	0.148	0.29
Nombre	4	4	2	2

TAB. 5.2 – Provenance des données utilisées pour comparer les PSF FALCON simulées à des profils de lumière d’étoile : les données proviennent de sites, télescopes et instruments différents et ont été observées à des bandes et avec des échantillonnages spatiaux différents.

Ces données ont été analysées par trois personnes différentes avec des outils logiciels différents (Francois Hammer, Hector Flores et moi-même) mais selon la procédure commune suivante : extraction d’une étoile non saturée, soustraction du fond, calcul de la fraction de lumière entrant dans un carré de 0.25 arcsec (élément spatial de résolution FALCON). La FWHM des étoiles est ensuite mesurée puis corrigée de l’airmass. La figure 5.7 résume l’ensemble de ces mesures : celles-ci semblent suivre une même relation malgré la diversité de leur origine, et cette relation apparaît comme étant fortement non-linéaire.

La figure 5.8 compare les couplages simulés à ceux déterminés à partir d’observations. Il apparaît très clairement qu’il existe un écart important entre les simulations et les observations : à FWHM donnée, les simulations surestiment le couplage de 5 à 10% (en absolu ce qui correspond à un écart relatif de 50 à 80%).

Une série de simulations a permis à T. Fusco (ONERA) de vérifier que la forme et la FWHM des PSF simulées étaient telles qu’elles étaient attendues, ce qui a permis de mettre en évidence une difficulté dans la détermination du couplage. La figure 5.9 montre la variation du couplage mesuré en fonction de l’ouverture sur une PSF simulée. Cette courbe montre que la mesure est particulièrement sensible à la taille de l’ouverture, et nous a permis de mettre en évidence une erreur de 1 pixel sur la mesure du couplage.

La figure 5.10 compare les couplages simulés et les couplages mesurés à partir d’observations en utilisant un estimateur plus robuste du couplage, et en *décon-*

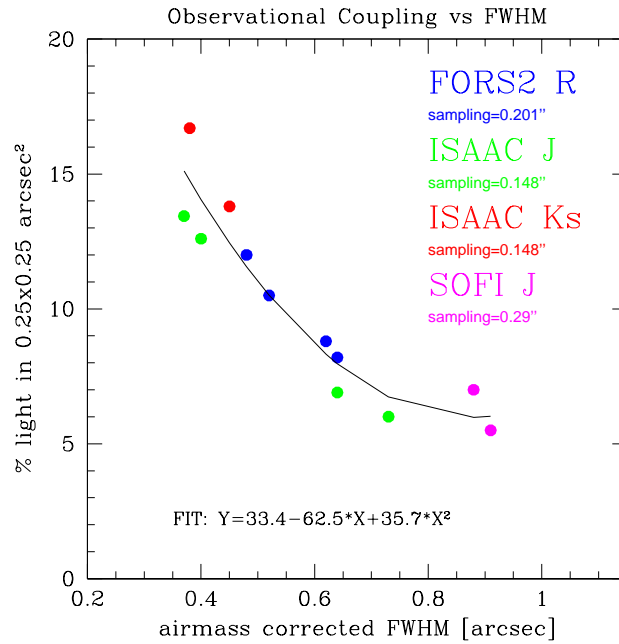


FIG. 5.7 – Couplages dans un carré de 0.25 arcsec calculés à partir d'étoiles observées : les mesures semblent suivre une tendance commune. Un ajustement par un polynôme d'ordre 2 a été réalisé (en bas).

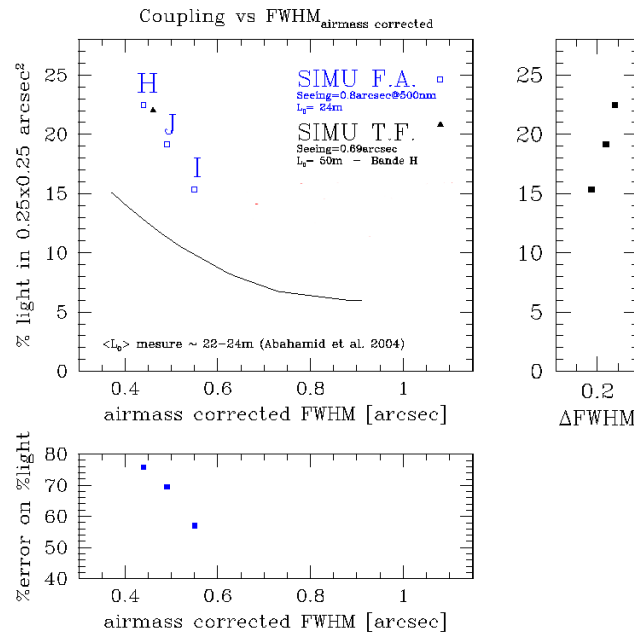


FIG. 5.8 – Comparaison des couplages simulés avec les couplages observés. Les carrés bleus sont issus du simulateur de F.Assémat et le triangle noir du simulateur de T. Fusco. La courbe noire indique l'ajustement des couplages observés (voir figure 5.7).

*voluant* les PSF stellaires observées de la réponse spatiale du CCD. Cette figure montre que les simulations surestiment encore de 2 à 3% (absolus) les observations. Une étude indépendante menée par E. Gendron à partir de données FORS2 obtenues par A. Delsanti (22 mesures) a permis de parvenir à la même conclusion.

Les 2-3% d'écarts résiduels peuvent être largement expliqués par : (1) l'incertitude sur la mesure du couplage (centrage de la PSF), (2) l'incertitude due à la soustraction du fond et (3) l'influence des phénomènes de diffusion sur le CCD. Enfin, notons que certaines simulations indépendantes menées à partir du logiciel CIBOLA à l'ESO par M. Le Louarn semblent surestimer les résultats obtenus à partir du simulateur de F. Assémat de quelques pour-cents (en absolus), ce qui donne très certainement une évaluation de l'erreur liée au modèle numérique.

### 5.4.3 Simulations des performances scientifiques de FALCON

Une dernière étape consiste à utiliser les PSF obtenues grâce au simulateur FALCON afin de simuler des cubes de données permettant d'évaluer les performances scientifiques du spectrographe FALCON (voir figure 5.11). Le but est d'une part de simuler des observations FALCON, afin de pouvoir relier le couplage aux performances scientifiques de l'instrument, et, d'autre part, de préparer la caractérisation de futurs instruments basés sur le concept FALCON (voir par exemple le projet MOMFIS dédié à OWL, Annexe B). Une telle étude est en cours de réalisation et n'a malheureusement pas pu être menée à terme à l'heure où ce manuscrit est écrit.

## 5.5 L'IFU FALCON

Ce paragraphe concerne la définition de l'IFU du spectrographe FALCON. Dans la suite, une solution de type micro-lentilles et fibres optiques est envisagée, bien qu'une solution de type image slicer soit également à l'étude (voir annexe A). Les deux premières sous-sections donnent les spécifications des composants adaptatifs utilisés pour corriger le front d'onde, sous la forme de deux articles publiés dans des compte-rendus de conférences SPIE ayant fait l'objet d'une présentation sous forme de poster. Le premier article concerne l'étude d'un correcteur hybride constitué d'une lentille à 3 degrés de liberté et d'un micro-DM. L'article résume les principaux résultats concernant le premier étage de correction (la lentille adaptative); le dispositif de lentille adaptative a été étudié en détail dans mes rapports de stages de DEA et



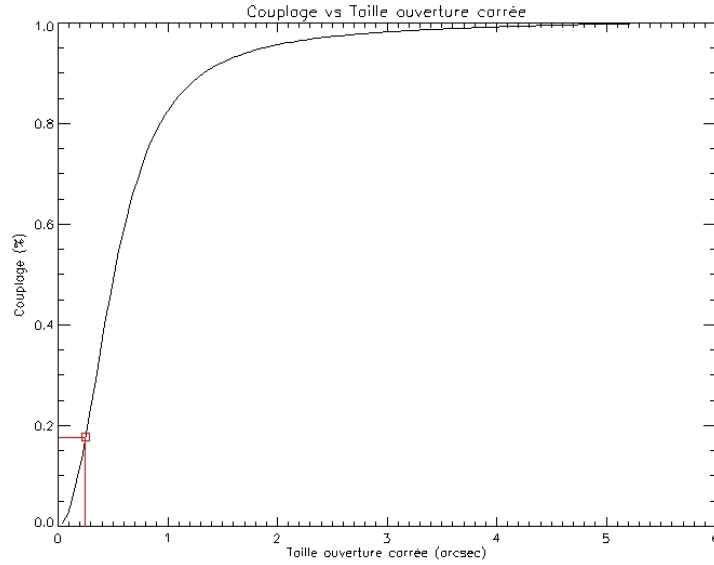


FIG. 5.9 – Exemple de mesure du couplage sur une PSF simulée en bande H. Le carré rouge situe la taille de l’élément de résolution spatial FALCON ( $0.25 \text{ arcsec}$ ) : la mesure est particulièrement sensible à la taille de l’ouverture car elle se situe sur la partie de la courbe où la pente est la plus forte. Pour une ouverture de  $0.25 \text{ arcsec}^2$ , le couplage mesuré est de 18% alors que pour une ouverture de  $0.27^2$  (1 couronne de pixel supplémentaire sur la PSF), celui-ci est de 22%.

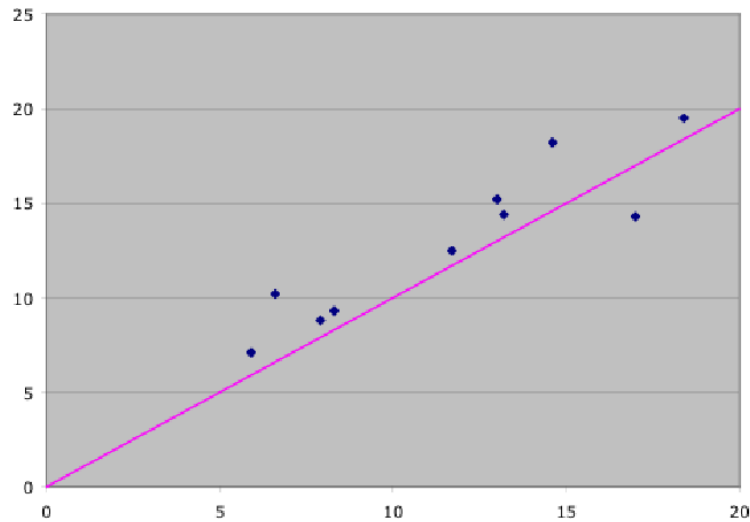


FIG. 5.10 – Comparaison des couplages simulés et observés après déconvolution de la réponse des CCD et en utilisant un estimateur robuste du couplage (d’après E. Gendron). La courbe rose indique la première bissectrice.

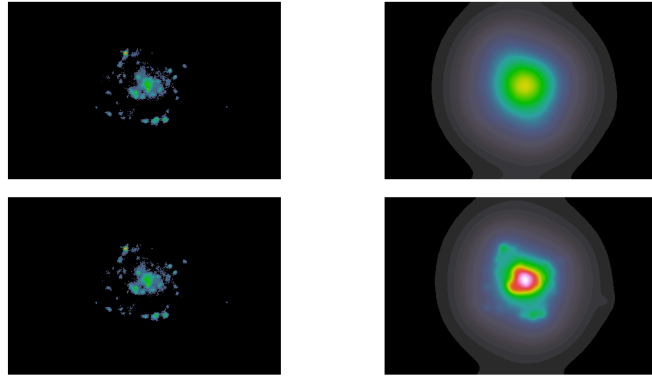


FIG. 5.11 – Simulation préliminaire du spectrographe FALCON en bande H. A gauche : image monochromatique dans la raie  $H_\alpha$  de la galaxie NGC6778 redshiftée artificiellement à  $z \sim 1.5$  de manière à observer la raie  $H_\alpha$  en bande H (même image en haut et en bas). A droite : convolution de l'image monochromatique par une PSF turbulente (en haut) et par une PSF corrigée jusqu'à l'ordre 8 (44 polynômes de Zernike corrigés) ; les niveaux de couleur ont été ajustés de manière identique pour les deux images. On voit clairement le gain en résolution spatiale amené par la correction. La prochaine étape consiste à simuler un cube de données complet afin de prendre en compte le rapport signal à bruit spectral fini.

de dernière année d'école d'ingénieur. Le deuxième article introduit les différentes stratégies de commandes du système FALCON et donne les spécifications de haut niveau des micro-DM requis pour FALCON.

### 5.5.1 Spécifications d'un correcteur hybride

#### Résumé de l'article SPIE

Un correcteur hybride pour FALCON est présenté, composé d'une lentille mobile selon 3 degrés de libertés et d'un micro-miroir déformable. Ce type de correcteur à 2 étages est requis car la plupart des micro-DM actuels n'ont pas la dynamique nécessaire pour assurer la correction des modes d'ordre bas (notamment le tip-tilt). Les principaux résultats concernant la lentille adaptative sont résumés, les spécifications du micro-DM étant traitées ailleurs. Les spécifications des déplacements mécaniques nécessaires au niveau de la lentille ont été calculées à partir du modèle de Kolmogorov de la turbulence atmosphérique. Une étude système a permis d'aboutir à un design d'IFU intégrant une telle lentille, et qui a ensuite été testé par simulations optiques. Ces simulations montrent qu'un tel système est capable de corriger les modes d'ordre bas de la turbulence atmosphérique (tip-tilt et defocus).

# FALCON: extending adaptive optics corrections to cosmological fields

M. Puech and F. Sayède

Observatoire de Paris - Meudon, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon, France

## ABSTRACT

FALCON (a Fiber spectrograph with Adaptive optics on Large fields to correct at Optical and Near-infrared) is an original concept for a next generation instrumentation at ESO VLT or at future ELTs. It is a multi-objects integral field spectrograph with multiple integral field small units, each being coupled with atmospheric tomography in order to reach spatial and spectral resolution ideally suited for distant galaxy studies: typically 0.15 - 0.25 arcsec and  $R \geq 5000$  in the 0.8-1.8  $\mu\text{m}$  wavelength range. In the FALCON concept the adaptive optics correction is only applied on small and discrete areas selected on a large field. This approach implies to develop some miniaturized devices for adaptive optics correction and wavefront sensing. We present here some recent technological results.

Keywords: adaptive optics, integral field spectroscopy, micro-deformable mirror, distant galaxies, extremely large telescopes.

## 1. FALCON: A NEW MULTI-OBJECTS 3D SPECTROGRAPH TO STUDY EXTRAGALACTIC ASTRONOMY

FALCON<sup>1</sup> is a proposal for a new multi-objects 3D spectrograph for the VLT or ELTs, which is mainly dedicated to the study of the formation-evolution of galaxies and to the history and the metallicity of starbursts. These studies require spectral features ([OII]3727 to H $\alpha$ ) redshifted ( $0.5 < z < 3$ ) to the wavelength range  $0.8 < \lambda < 1.8 \mu\text{m}$  with a high spectral resolution ( $3000 < R < 25000$ ). The typical spatial lengths to resolve are from 0.2-0.4 arcsec (1-3 kpc at  $z > 0.5$ ) to 0.5 arcsec ( $r_{1/2}$  of galaxies with  $z > 0.5$ ): this means that high spatial resolution is also needed and thus 3D spectroscopy is required. More details about the FALCON scientific objectives<sup>2</sup> and application to the ELTs<sup>3</sup> can be found in previous papers.

3D spectroscopy is a technique which consists in recording the spectrophotometric information ( $x, y, \lambda$ ) of a celestial object. This can be accomplished in several ways and in particular with Integral Field Spectroscopy<sup>4,5</sup> (IFS). IFS purpose is to image on the 2D detector plane the 3D data cube ( $x, y, \lambda$ ) in a single exposure, providing a gain in observing time compared to time-scanning techniques and a uniform PSF during the whole exposure time, which is a great advantage in comparison to Perot-Fabry interferometers widely used for galactic kinematics studies. With Multi-Objects Spectroscopy (MOS) only the fields of interest (e.g. galaxies) in the whole field are analyzed. This gives a reasonable number of spectra, thus a reasonable number of pixels on the detector, making 3D spectroscopy possible. MOS can be done by multi-slits masks or by Integral Field Units (IFUs). Multi-slits spectroscopy requires a new mask for each new observation, a more precise pointing, gives much less spatial information than IFUs and suffers from slit effects.

With IFUs, the light is spatially sampled and then brought to the spectrograph. In FALCON, we plan to use a 3 by 2 arcsec<sup>2</sup> microlens array with a approximately 0.125 arcsec spatial sampling (0.25 arcsec spatial resolution at the Nyquist frequency). To avoid an overlapping between spectra<sup>6</sup> as is a case with microlens IFUs, a possible solution is to transport the light by optical fibers: they can be rearranged at the entrance of the spectrograph in one or more slits, depending on the quantities of spatial and spectral information to be emphasized. The number of IFUs depends on the detector size: we plan to use at least 15 IFUs, selecting 15 sub-areas in the whole 25 arcmin VLT Nasmyth focus field for example. Assuming standard Paranal seeing conditions such as 0.9 arcsec (at 0.5  $\mu\text{m}$ ), this leads to an approximately 0.45 arcsec spatial sampling within the IFUs. Seeing correction will allow to reach the required 0.125 spatial sampling and preserve from a too high spatial undersampling, resulting in the same time in a better SNR since much light from objects will enter each microlens.

## 2. THE FALCON ADAPTIVE OPTICS SYSTEM

### 2.1. Atmospheric tomography

It has been previously pointed out why Classical AO, Laser Guide Stars or Multi-Conjugate Adaptive Optics (MCAO) are insuitable to FALCON<sup>3,7</sup>. The approach we propose on FALCON differs totally from classical AO or MCAO: instead of correcting the 25 arcmin Nasmyth FOV of the VLT as a whole, we only correct the regions of interest, i.e. the corresponding IFU superimposed to the observed galaxies. To do this, we plan to use atmospheric tomography<sup>8,9,10</sup>: at least 3 Wave-Front Sensors (WFS) per IFU will sense the wavefront of stars located around the galaxy, and the on-axis wavefront from the galaxy will be deduced from a combination of the WFS off-axis measurements and corrected thanks to a miniaturized AO systems within each IFU. In our case, we are going to use “*Multiple Atmospheric Tomography*” as the process of on-axis wavefront reconstruction from off-axis measurements will be repeated as many times as there are spectroscopic IFUs.

### 2.2. The FALCON buttons

In the FALCON IFUs, a single system of correction is used to correct the wavefront in a plane conjugated to the pupil: this is possible because the IFU size ( $\sim 2 \times 3$  arcsec<sup>2</sup>) is smaller than the local isoplanatic patch. This system of correction is in fact split into two components: an adaptive lens for low-order modes correction and a Deformable Mirror (DM) for higher order modes correction (see section 3). The challenge here is to miniaturize such a corrector and its pupil relay optics into the IFU: we believe that this technological challenge should be achievable within a few years thanks to the development of micro-DM ( $\mu$ -DM). Wave front sensor (WFS) must be miniaturized too and fit into a so-called WFS-button, which is similar to a spectroscopic IFU, but which is located on a guide star (no spectroscopy is performed here, just wavefront sensing). Therefore, all these new components (adaptive buttons and WFS-buttons) can be handled by an IFU-positioner (which might be OzPoz at VLT). This architecture departs from any other usual closed-loop AO system, as there is no optical feedback from the  $\mu$ -DM to WFS. Moreover, the FALCON system does not work in open loop since WFS-buttons also integrate a system of correction, which reduces the required dynamics for the WFS. The FALCON “pseudo-closed loop” represents therefore a difficulty and requires further studies on which we are currently working on.

### 2.3. Simulations of the FALCON Adaptive Optics System

The FALCON AOS has been simulated considering only spatial aspects: no temporal error has been introduced yet and thus results are certainly a little optimistic. These simulations in I, J and H bands are detailed in Assemat et al<sup>7</sup>: it seems possible to gain a factor 2 in the coupling with the spectrograph and a gain from 1 to 50% in sky coverage correcting typically 45 to 70 Zernike modes.

## 3. THE FALCON IFU

### 3.1. The “hybrid” corrector of the FALCON IFUs

To demonstrate the FALCON principle, we plan to use a 37 electrodes OKO<sup>11</sup> Micro Deformable Mirrors. As other DM used in classical AO, it seems not well suited to correct the tip-tilt<sup>12</sup> and the whole defocus modes, because of the higher dynamics required for the low order modes. Given the current state of the art, several other solutions can be considered for tip-tilt correction:

- The OKO  $\mu$ -DM is mounted on a tip-tilt plateforme, but a possible excitation of an eigen mode  $\mu$ -DM's membrane due to the vibration caused by the tip-tilt mount can corrupt the corrected wavefront;
- The OKO  $\mu$ -DM is associated with a tip-tilt mirror: this increases the IFU size and does not allow to correct the whole defocus mode because the OKO cannot afford for the required dynamics;
- An adaptive lens corrector is added before the OKO  $\mu$ -DM: this can theoretically correct low-order modes and keep the IFU size relatively compact;

- Low-order modes are corrected with a secondary adaptive mirror within the telescope: this solution is presently under evaluation by several organisms.

Currently, it seems that the adaptive lens is the most promising solution in spite of its refractive nature (a special care has to be brought to correct lens's aberrations). Hardy & Wallner<sup>13</sup> have experimentally demonstrated the possibility to use the five degrees of freedom of adaptive lenses to correct low-order zernike modes: the axial translation can correct the defocus while the two axial perpendicular translations correct the tip and tilt modes. Astigmisms can be corrected by tilting the lens. Thus, another advantage of the adaptive lens is to correct up to five low order modes wich saves OKO mirror dynamics for higher modes corrections.

### 3.2. IFUs optical design

A possible FALCON optical layout is presented on figure 1: a first group of lenses gives a pupil plane where the “adaptive lens” is located. In the case of FALCON, the astigmatism modes correction would require several degrees of tilt and introduce additional aberrations, so we have preferred to avoid the astigmatism modes correction by the lens. Thus, the “adaptive lens” can be translated on its three axes. A third group a lenses gives another pupil plane where is placed the OKO  $\mu$ -DM. Then, the light is sent by a mirror on the microlens array on the left. For FALCON, we plan to use square microlenses. As hexagonal microlenses, square microlenses allow to sample the whole field of view but they introduce additional effects such as stronger diffraction, more aberrations due to a smaller F/D ratio and do not provide a sampling as good as with hexagonal microlenses. On the other hand, they lead to an easier data reduction.

### 3.3. IFUs opto-mechanical specifications

In order to derive mechanical specifications for a preliminary design of the FALCON IFUs, we have computed the required displacements to be applied to the lens to correct atmospheric turbulence. To achieve this goal, we have used the Kolmogorov model<sup>14, 15</sup> of the atmospheric turbulence. Although it may be too simple to be directly applicable to the 8-meter class telescopes (because the outer scale length of the turbulence  $L_0$  can be sometimes of the same order of magnitudes as the telescope diameter  $D$  which results in lower turbulence amplitudes<sup>16</sup>), we have used it to obtain first estimates of the lens strokes. We have also considered a maximal seeing of 1.2 (at 0.5  $\mu$ m) with amplitudes of  $3\sigma$ . For these reasons ( $L_0 \sim D$  and maximal amplitude and seeing conditions), our estimates should be considered as upper bounds. Amplitudes estimates are listed in table 1 and resolutions in table 2.

LENS STROKES BUDGET	$\pm 3\sigma$ amplitude (turbulence)	$\pm 3\sigma$ amplitude (instrumental errors)	$\pm 3\sigma$ amplitude (total)
Tip-tilt including IFU position errors	$\pm 39.2 \mu\text{m}$ ( $\pm 0.76 \text{ arcsec}$ )	$\pm 109 \mu\text{m}$ ( $\pm 2.12 \text{ arcsec}$ )	$\pm 116 \mu\text{m}$ ( $\pm 2.25 \text{ arcsec}$ )
Tip-tilt	$\pm 39.2 \mu\text{m}$ ( $\pm 0.76 \text{ arcsec}$ )	$\pm 17 \mu\text{m}$ ( $\pm 0.33 \text{ arcsec}$ )	$\pm 43 \mu\text{m}$ ( $\pm 0.83 \text{ arcsec}$ )
Defocus	$\pm 187 \mu\text{m}$ ( $\pm 5.6 \mu\text{m}$ )	$\pm 14 \mu\text{m}$ ( $\pm 0.41 \mu\text{m}$ )	$\pm 187 \mu\text{m}$ ( $\pm 5.6 \mu\text{m}$ )

**Table 1: lens strokes budget. Positions errors include astrometry errors corrected by tip-tilt correction. Equivalences on the wavefront are given into brackets.**

RESOLUTION	Wavefront	Lens
Tip-tilt	$0.27 \mu\text{m}$ ( $0.014 \text{ arcsec}$ )	$0.7 \mu\text{m}$
Defocus	$0.05 \mu\text{m}$	$1.7 \mu\text{m}$

**Table 2: lens resolutions (given at the edge of the pupil for tip-tilt modes and at the center of the pupil for the defocus mode).**

### 3.4. IFUs electro-opto-mechanical design

The miniaturization of the AO systems is a crucial point since the button size (WFS and IFU buttons) limits the sky coverage in the focal plane of the instrument: on the VLT, a 50 mm diameter IFU prohibits the access to GS separated by less than 1.5 arcmin, which will restrict the number of accessible GS. So care must be taken on the IFU size, and miniaturized devices are under development. Some studies made at the Observatoire de Paris about the optomechanical design of an adaptive button with an adaptive lens and a OKO  $\mu$ -DM have shown that with present technologies it should be possible to build a device of  $50 \times 50 \times 200$  mm including all these components<sup>3</sup>.

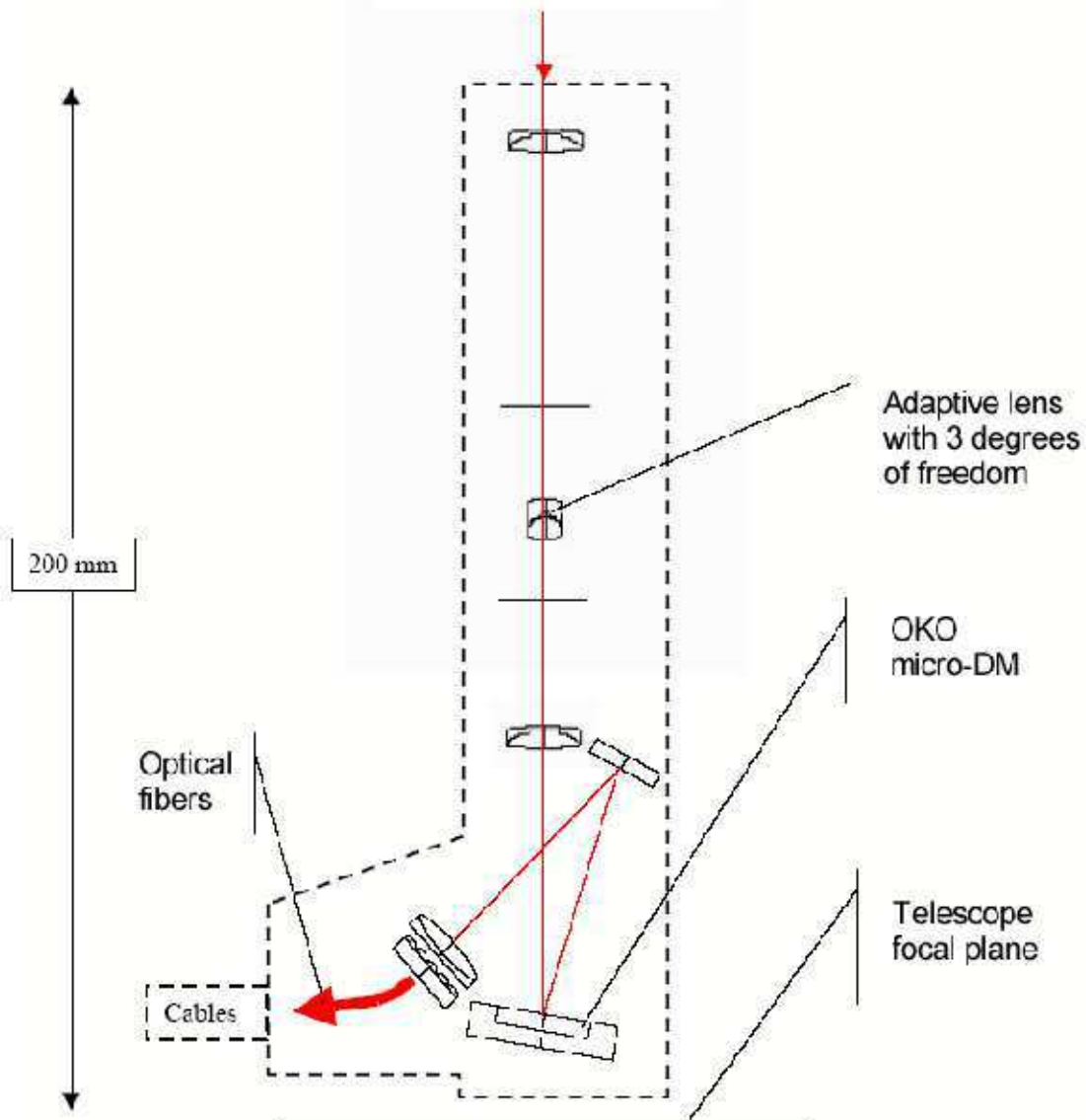


Figure 1 : optical layout of the FALCON IFU.

## 4. OPTICAL SIMULATIONS OF THE FALCON ADAPTIVE LENS

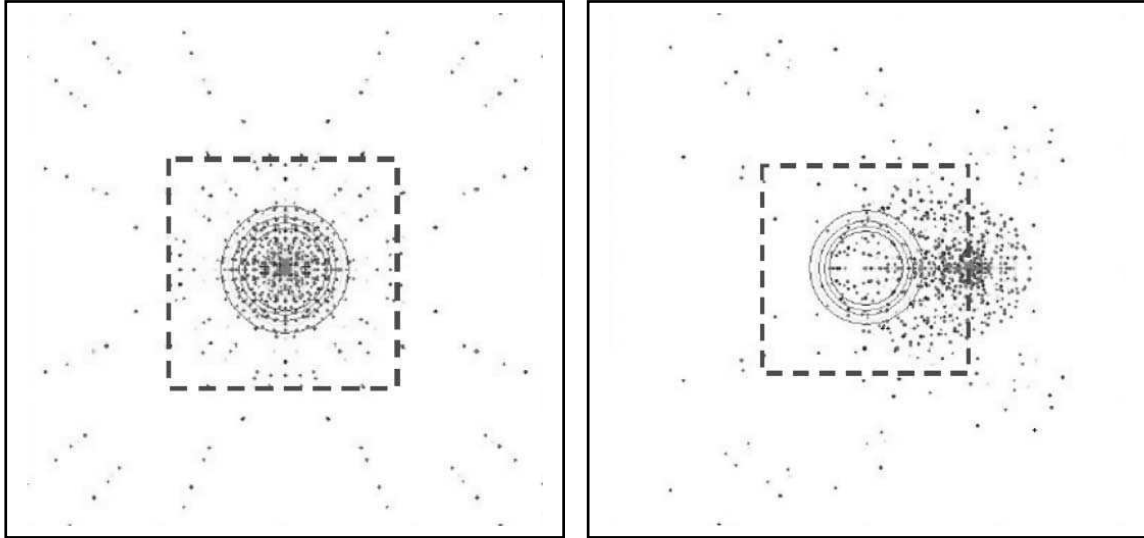
To validate the lens corrector within the FALCON framework, we have performed optical simulations of the FALCON IFU. For this purpose, we have used a ray-tracing software to simulate optical PSFs after the adaptive lens (this does not take into account diffraction but the first diffraction ring is indicated by circles for different wavelengths). PSFs are evaluated in the pupil optic relay plane between the adaptive lense and OKO mirror plane. Thus, these simulations do not take into account corrections from the OKO mirror and are limited to tip-tilt and defocus modes correction.

### 4.1.1. Without turbulence

We have defined three preliminary spectral range (further studies are in progress to optimize finer spectral ranges):

- a blue range: 800 to 1200 nm
- a green range: 1100 to 1500 nm
- a red range: 1400 to 1800 nm

Within each spectral range, the adaptive lens is re-focalised to reach a better transmission. Figure 2 presents the expected PSFs after the first stage (adaptive lens) of the FALCON IFU for the green spectral ranges, without any turbulence nor correction. Table 3 summarises the sizes of the 80% encircle energy limits in each case, from the center to the border of the IFU FoV. The IFU microlenses array size (0.13 arcsec or 130  $\mu\text{m}$  diagonal width) is indicated by a dash line square.



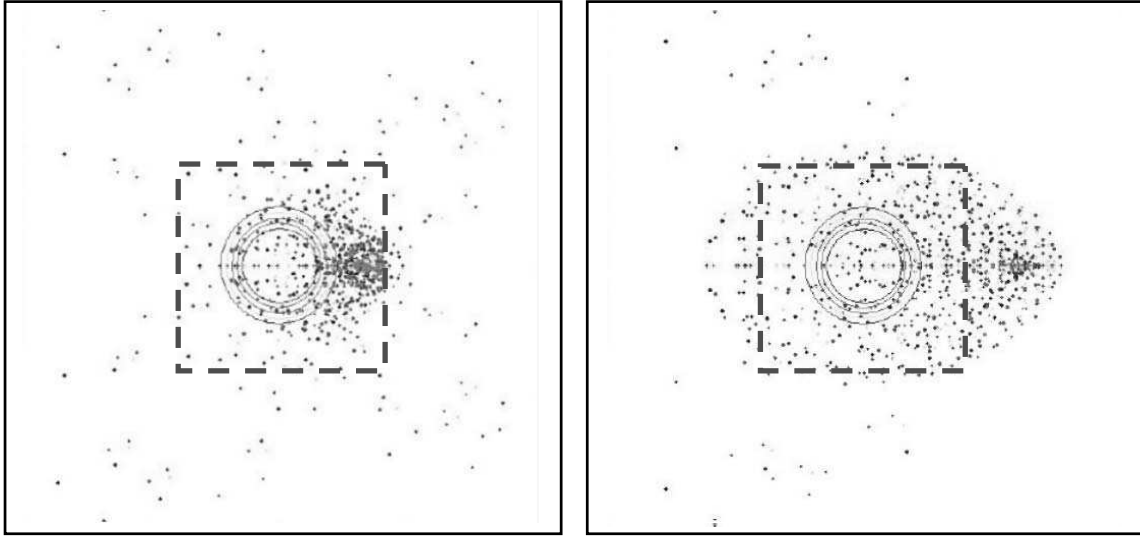
**Figure 2 : optical simulations of the FALCON IFU at rest (FoV center at left and FoV border at right).**

Spectral range – position in the field	80% encircled energy	
	$\mu\text{m}$	arcsec
Blue - center	86.4	0.122
Blue - border	99.7	0.141
Green - center	102	0.144
Green - border	110.8	0.157
Red - center	126.4	0.178
Red - border	127.6	0.180

**Table 3: encircle energy after of the first stage FALCON IFU at rest.**

#### 4.1.2. Tipt-tilt correction

We have simulated a 2 arcsec tip mode which corresponds to a 112  $\mu\text{m}$  lens stroke. This is approximatively the maximal estimated stroke for the lens, including instrumental biases (see table 1). Figure 3 gives PSFs in the green domain and results for the three spectral ranges are listed in table 4.



**Figure 3 : optical simulation of a 2 arcsec tip-tilt correction by the FALCON IFU (FoV center and border from left to right).**

Spectral range – position in the field	80% encircled energy	
	$\mu\text{m}$	arcsec
Blue - center	97.6	0.138
Blue - border	119.8	0.169
Green - center	111.6	0.158
Green - border	134.2	0.189
Red - center	132.4	0.187
Red - border	156.4	0.221

**Table 4 : encircled energy for a 2 arcsec tip-tilt correction.**

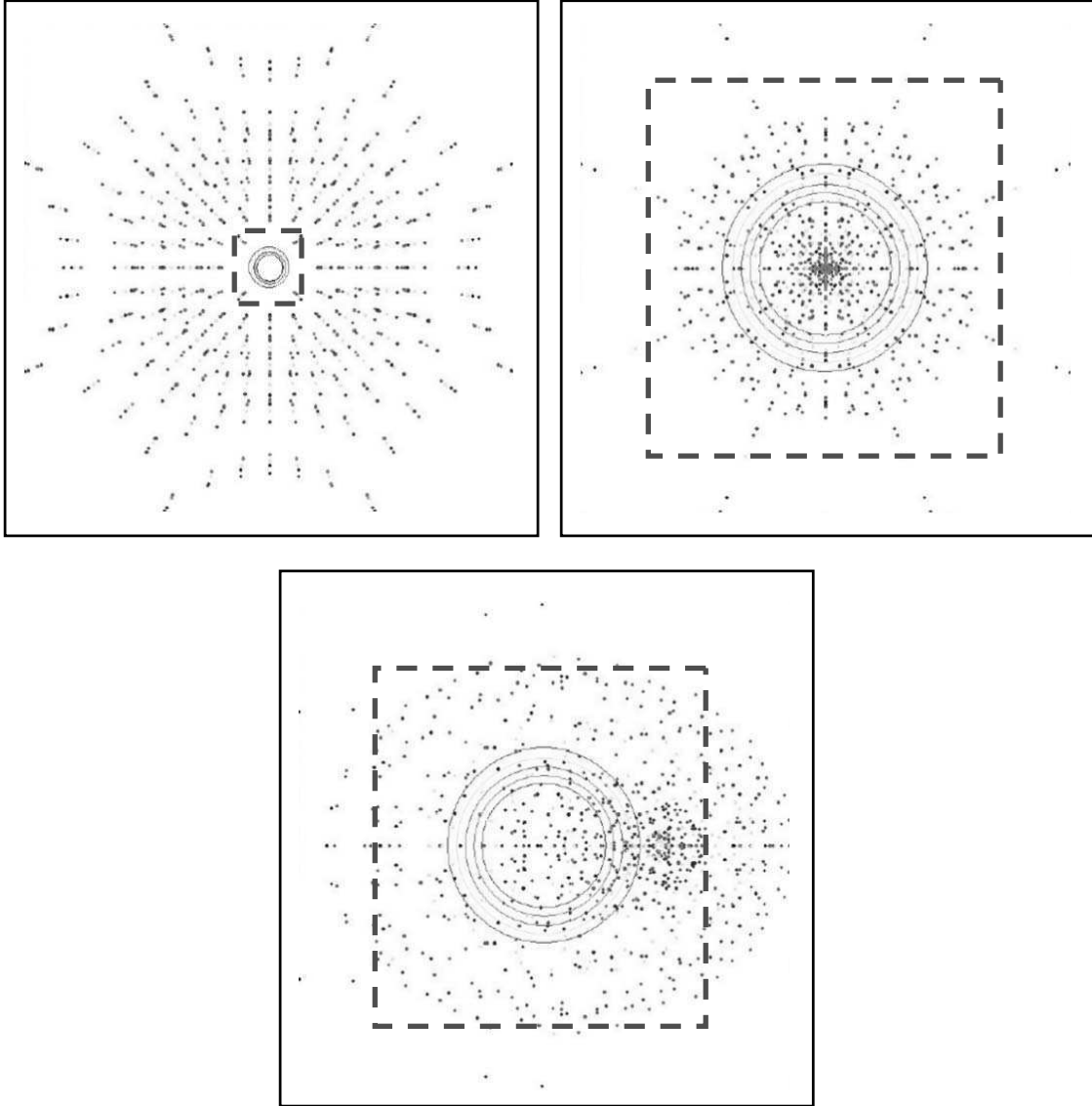
#### 4.1.3. Defocus correction

We have simulated a 6  $\mu\text{m}$  defocus mode (measured on the wavefront). This is approximatively the maximal estimated stroke for the lens (see table 1). Figure 4 gives PSFs in the blue domain and results for the three spectral ranges are listed in table 5.



Spectral range – position in the field	80% encircled energy	
	$\mu\text{m}$	arcsec
Blue - center	72.4	0.1
Blue - border	101.7	0.14
Green - center	98	0.14
Green - border	108	0.17
Red - center	122	0.17
Red - border	136	0.19

**Table 5: encircled energy for a 6  $\mu\text{m}$  defocus correction.**



**Figure 4: optical simulation of a 6  $\mu\text{m}$  defocus correction by the FALCON IFU. Up left: FoV center, not corrected. Up right: FoV center, corrected. Bottom: FoV border, corrected.**

#### 4.1.4. Further tests

These simulations show that a good low order correction can be achieved thanks to an adaptive lens: in most of the cases, the 80 % encircle energy is smaller than the diagonal of the IFU microlenses array. We remind that (1) these simulations are performed on quite large spectral ranges (400 nm) (2) they do not take into account the  $\mu$ -DM and (3) the values taken for each mode are quite pessimistic. But if the system can operate a good correction in such a configuration as it seems to be, it will be efficient too in a more favorable situation. Other simulations have shown that the adaptive lens is globally linear. Further studies will consist in testing the FALCON IFU on a optical bench, including the OKO mirror.

#### 4.1.5. Optical transmission of IFUs

The optical transmission has been calculated for the whole IFU. The optical treatment is the one proposed by LINOS and adopted at ESO. We have assumed a silver treatment for the OKO mirror. Other mirrors are assumed to be treated with argentur optimized in the NIR. With these assumptions, the transmissison rises from 85% at 850 nm up to 95% at 1200 nm and remains constant until 1700 nm. Thus, the pupil optics relay is not a severe limitation for the optical transmission of the IFU.

## CONCLUSION

FALCON is a new concept of an adaptative 3D multi-objects spectrograph for the VLT or ELTs which aims at correcting only the small field of interest (e.g. galaxies) selected among a wider field of view thanks to miniaturized Adaptive Optics Systems within IFUs. This allows to reach a better spatial resolution and a higher light coupling with the spectrograph. Previous studies have shown that it seems possible to reach a spatial resolution lower than 0.25 arcsec in J and H, for ~50% of sources selected in cosmological fields, improving by a factor 2 the light coupling with the spectrograph. The proposed AO system requires the coupling of micro-DM with an adaptive lens which will account for the low order correction modes (tip tilt and defocus), relaxing the dynamical performances required for micro-DM. We have presented here some new technological results about the first stage of the wavefront corrector: our optical simulations show the viability of the adaptive lens for the FALCON IFUs. Further work has to be done to include the OKO mirror. Experimental benches currently under development will also help to prove the feasibility of FALCON : one to study optically the OKO  $\mu$ -DM (at the Laboratory of Astrophysics of Marseille), one to validate the opto-mechanics of the IFU (at the Paris-Meudon observatory) and another one to experiment atmospheric tomography algorithms (the SESAME bench).

## ACKNOWLEDGEMENTS

This work is supported by contracts with the Paris Observatory, CNRS-INSU and ESO. We wish to thank N. Hubin (ESO) for usefull discussions during the FALCON project milestones.

## REFERENCES

1. <http://www.usr.obspm.fr/~pfalcon>.
2. F. Hammer, F. Sayède, E. Gendron, T. Fusco et al, *Scientific Drivers for ESO Future VLT/VLTI Instrumentation, Proceedings of the ESO Workshop held in Garching*, 139, 2001.
3. F. Hammer, M. Puech, F. Assémat, E. Gendron, F. Sayède, P. Laporte, M. Marteaude, A. Liotard, F. Zamkotsian, *Second Workshop on ELT*, Proc. SPIE, 2003, in press, astro-ph/0402255.

4. G. Courtes, *Instrumentation for Astronomy with Large Optical Telescopes*, ASSL Vol. 92: IAU Colloq. 67, 123, 1982.
5. C. Vanderriest, *PASP*, **92**, 858, 1980.
6. R. Bacon et al, *A&ASupp*, **113**, 347, 1995.
7. F. Assémat, F. Hammer, E. Gendron, F. Sayède, P. Laporte, M. Marteaude, M. Puech, J.-M. Conan, T. Fusco, A. Liotard, F. Zamkotskian, *Optics in Atmospheric Propagation and Adaptive Systems VI*, Proc. SPIE, **5237**, 211, 2003.
8. R. Ragazzoni, E. Marchetti, F. Rigaut, *A&A*, **342**, L53, 1999.
9. A. Tokovinin, M. Le Louarn, E. Viard, N. Hubin, R. Conan, *A&A*, **378**, 710, 2001.
10. A. Tokovinin & E. Viard, *JOSA-A*, **18**, **873**, 2001.
11. G.V. Vdovin, *Adaptive Optical System Technologies*, Proc. SPIE, **3353**, 902, 1998.
12. C. Paterson, I. Munro, C. Dainty, *Adaptive Optical Systems Technology*, Proc. SPIE, **4007**, 185, 2000.
13. J.W. Hardy & E.P. Wallner, *Adaptive Optics in Astronomy*, Proc. SPIE, **2201**, 1994, 77.
14. F. Roddier, *Adaptive optics in astronomy*, Cambridge University Press, 1999.
15. R.J. Noll, *JOSA-A*, **66**, 207, 1976.
16. M. Le Louarn, N. Hubin, M. Sarazin, A. Tokovinin, *MNRAS*, **317**, 535, 2000.

## 5.5.2 Spécification des micro-DMs

### Résumé de l'article SPIE

Cet article présente les principales stratégies de contrôle commande du système FALCON. Le principe de fonctionnement du système FALCON impose une boucle ouverte car les analyseurs ne sondent pas le front d'onde dans la direction de l'objet d'intérêt. La réalisation d'une boucle d'OA ouverte dépend essentiellement de la fiabilité et de la répétabilité des principaux composants du système, les analyseurs (grande dynamique) et les correcteurs (fiabilité et reproductibilité). Les principales spécifications des micro-DMs sont données et confrontées aux principaux composants existants. A l'heure actuelle, le meilleur compromis semble être le micro-DM OKO : bien que celui-ci ne possède pas les courses nécessaires pour corriger la turbulence atmosphérique au niveau des spécifications requises, il semble être le meilleur candidat pour démontrer expérimentalement le concept FALCON.

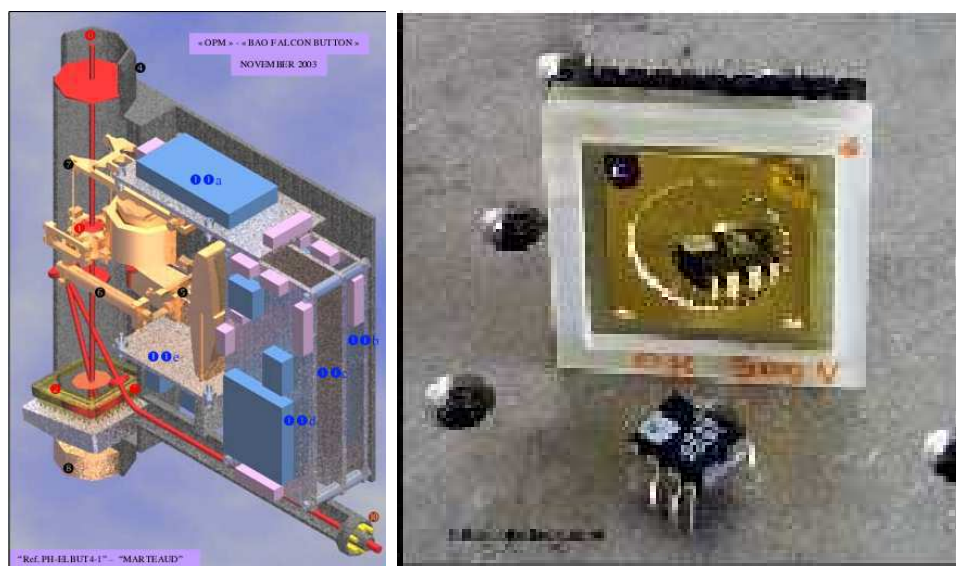


FIG. 5.12 – A gauche : design opto-mécanique d'un IFU intégrant un correcteur hybride constitué d'une lentille à 3 degrés de liberté et d'un micro-DM (Extrait de l'étude de R&D FALCON). Un tel bouton a une masse estimée à 700g et mesure 40x145x180mm. Dans le plan focal du VLT, 40 mm représentent environ 70 arcsec. A droite : micro-DM OKO à 37 actuateurs (Vdovin, 1998).

# Deformable mirrors for the FALCON concept

M. Puech<sup>a</sup>, F.Chemla<sup>a</sup>, P.Laporte<sup>a</sup>, P.Jagourel<sup>a</sup>, E.Gendron<sup>b</sup>, F.Hammer<sup>a</sup>, F.Assémat<sup>c</sup>, J-M.Conan<sup>d</sup>,  
T.Fusco<sup>d</sup>, A.Liotard<sup>e</sup>, F.Zamkotsian<sup>e</sup>

<sup>a</sup>Observatoire de Paris-Meudon GEPI, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

<sup>b</sup>Observatoire de Paris-Meudon LESIA, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

<sup>c</sup>Department of Physics, University of Durham, Rochester Building,  
Science Laboratories, South Road, Durham DH1 3LE, England

<sup>d</sup>ONERA, BP72 - 29 avenue de la Division Leclerc, F-92322 Chatillon Cedex, France

<sup>e</sup>Laboratoire d'Astrophysique de Marseille, 2 place Le Verrier, 13248 Marseille cedex 4, France

## ABSTRACT

FALCON is an original concept for a next generation instrument which could be used on the ESO Very Large Telescope (VLT) and on the future Extremely Large Telescopes (ELT). It is a multi-objects integral field spectrograph with multiple small integral field units (IFUs). Each of them integrates a tiny adaptive optics system coupled with atmospheric tomography to solve the sky coverage problem. This therefore allows to reach spatial (0.15 - 0.25 arcsec) and spectral ( $R \geq 5000$ ) resolutions suitable for distant galaxy studies in the 0.8-1.8  $\mu\text{m}$  wavelength range. In the FALCON concept, the adaptive optics correction is only applied on small and discrete areas selected within a large field. This approach implies to develop miniaturized devices for wavefront correction such as deformable mirrors (DM) and wavefront sensors (WFS). We draw up here the main high level specifications for this instrument, that we derive in a first set of opto-mechanical DM requirements including the state of the art of DM technologies.

Keywords: adaptive optics, integral field spectroscopy, micro-deformable mirror, distant galaxies, extremely large telescopes.

## 1. FALCON: TOWARDS A NEW AO SYSTEM DEDICATED TO COSMOLOGICAL FIELDS

FALCON is a proposal for a new multi objects 3D spectrograph for the VLT or ELTs, whose main scientific goals are the study of the formation and evolution of primordial galaxies. Complete reviews of FALCON scientific drivers have already been detailed both for VLTs and ELTs<sup>1,2</sup>. Briefly, the goal is to perform 3D spectroscopy of distant galaxies, with a redshift  $z$  going from 0.5 to 3. In that case, the emission lines such as [OII]3727 or  $H\alpha$  are observed in the  $0.8 < \lambda < 1.8 \mu\text{m}$  wavelength range. 3D spectroscopy of such galaxies requires a high spectral resolution ( $3000 < R < 15000$ ), as well as a high spatial resolution, the size of the structures to be resolved being in the range 0.2-0.4 arcsec to 0.7 arcsec<sup>3</sup>. Adaptive Optics (AO) corrections are required to improve the spatial resolution without loosing in spectral SNR. A large Field of View (FoV) is also required to fully benefit of the multiplex advantage and to avoid cosmic variance. The FoV should be at least equal to the clustering scales at all redshifts, i.e. 100 arcmin<sup>2</sup>. Note that the VLT Nasmyth focus is particularly well suited for such studies, with its 25 arcmin diameter FoV. Besides, the following study is based on a instrument located at the VLT focal plane.

With Classical AO, a bright star ( $R < 16$ ) is required within the isoplanatic field<sup>4</sup> to sense the wavefront. The main goal of FALCON being extragalactic astronomy, it will observe distant galaxies in directions far away from the galactic plane to avoid light contamination by our galaxy. These galaxies are too distant and much too faint ( $m_R > 24$ ) to be used to perform wavefront sensing. Moreover, the surface density of stars decreases dramatically at high galactic latitude. As an example, at the north galactic pole, there are only  $\sim 0.1$  stars with  $R < 16$  per square arcmin<sup>5</sup>. This makes the sky coverage so low that classical AO is unsuitable to meet the scientific goals. Laser Guide Star (LGS) have been proposed<sup>6</sup> to improve the sky coverage<sup>7</sup> of AO systems, but LGS suffer from the cone effect<sup>8</sup> and the tilt determination problem<sup>9</sup>. Applying LGS to the FALCON case (few 10 IFUs spread over 25 arcmin) would require numerous LGS

(roughly one LGS per IFU is a strict minimum) and as many tilt-stabilization systems using Natural Guide Stars (NGS). This would create technological difficulties and increase by far the cost of such an instrument.

An attractive alternative approach would be to use Multi-Conjugated Adaptive Optics<sup>10,11,12,13,14</sup> (MCAO). The goal of MCAO is to reduce anisoplanatism by measuring the wavefront in several directions, reconstructing the phase perturbation in three dimensions and then using several deformable mirrors conjugated in altitude to different turbulent layers to obtain a good correction in an extended field of view. Thus MCAO performs corrections in the volume of turbulence, whereas classical AO performs integrates corrections in a pupil plane. Unfortunately, even with MCAO, it is not possible to correct a field as wide as 25 arcmin in diameter.

The last possible option is based on Ground layer Adaptive Optic (GLAO). The GLAO was first proposed by Rigaut<sup>26</sup> and has been recently studied<sup>27,28</sup>. The idea is to improve the atmospheric seeing at all wavelengths by correcting the ground layer turbulence with a deformable secondary telescope mirror. In most astronomical sites, the bulk of turbulence is concentrated under the first kilometer. As low altitude distortions are quasi-isoplanatic, the correction is valid over a wide field. In his paper, Tokovinin<sup>27</sup> gives a formula to estimate the gain of a GLAO in the structure function. This gain depends on the position considered in the field of view and on its size. For a quite large FoV (2 and 4 arcmin), Tokovinin showed that the coupling in  $0.2 \times 0.2$  arcsec is increased by a factor 4 and 3 respectively in the case of an optimum correction (best over the total FoV). The uncorrected coupling is 7.5%. We can estimate the effect of a GLAO for the minimum FoV required for FALCON: 10 arcmin. This size is imposed to avoid cosmic variance. Using the same conditions as Tokovinin, we calculated a coupling of about 11%. This value is not sufficient for the FALCON purpose which requires a coupling of 40% in the H band to perform a good 3D spectroscopy.

With FALCON we propose a new approach for Adaptive Optics. Instead of correcting the whole FoV, only the regions of interest are corrected, i.e. the IFUs performing the 3D spectroscopy of the observed galaxies. To do this, we plan to use several independent AO systems spread in the focal plane. Each IFU has its own AO system, which uses atmospheric tomography techniques<sup>15,16,17</sup>: three Wave-Front Sensors (WFS) per IFU are measuring the off-axis wavefront coming from stars located around the galaxy, and the on-axis wavefront from the galaxy is deduced from off-axis measurements and corrected thanks to an AO system within each IFU. The process of on-axis wavefront reconstruction from off-axis measurements is repeated as many times as there are spectroscopic IFUs. This new approach is often called “*Distributed Adaptive Optics*” (DAO) or “*Multi-Objects Adaptive Optics*” (MOAO).

The FALCON DAO System has been investigated by numerical simulations. Considering only spatial aspects in J and H bands, F. Assémat et al.<sup>19</sup> have shown that a light coupling in  $0.25 \times 0.25$  arcsec<sup>2</sup> of 30% in J band and 40% in H band can be reached with a sky coverage of 50% at any galactic latitude, even from the galactic pole, by correcting ~70 Zernike modes, and by using three NGS with a minimum magnitude  $R \leq 17$  within a radius of about 3 arcmin. Such a sky coverage (50%) is very high compared to the one generally given by classical AO (a few percent).

## 2. THE FALCON DISTRIBUTED ADAPTIVE OPTICS SYSTEM OPTIONS

A first conceptual design is based on the fact that the IFU size ( $\sim 2 \times 3$  arcsec<sup>2</sup>) is smaller than the isoplanatic patch: a single DM conjugated to the pupil can be used to correct the wavefront and thus no MCAO-type corrections are required. We assume that such a corrector and its pupil relay optics can be miniaturized to be integrated into the spectroscopic IFU, i.e. the so-called adaptive button. We assume that the wave-front sensor (WFS) can be miniaturized too, and fit into a so-called WFS-button, which is located on a neighboring guide star (no spectroscopy is performed here, only wavefront sensing). Therefore, all these new components (adaptive buttons and WFS-buttons) can be handled by an IFU-positioner (which might be OzPoz currently used on the VLT). The galaxy image is then sampled by a microlens array ( $\sim 0.125$  arcsec/pixel) within each IFU, and the light is brought to the spectrograph using optical fibers. The number of IFUs depends on the detector size: considering the VLT Nasmyth focus, we plan to use at least 10 IFUs, selecting 10 sub-areas in the whole 25 arcmin FoV.

In the first studied system<sup>1,20</sup> an hybrid corrector combined an adaptive lens (for tip-tilt and defocus modes correction) and a micro-DM (for higher order modes since micro-DM alone are usually unable to correct low order modes because of the large stroke required). Hardy & Wallner<sup>21</sup> were the first to suggest to use such a device for low order modes

correction : the axial translation can correct the defocus while the two ortho-axial translations can correct the tip and tilt modes. Astigmatism could also be corrected by tilting the lens. We are now studying designs with new generation micro DM which can provide low order modes correction. In this kind of adaptive system, the IFU size is limited by the DM size, which approximately leads to a 50 mm large IFU with an OKO DM<sup>22</sup>. A completely different approach is to assume that adaptive corrections are performed out of the focal plane and then use more conventional IFUs (without any adaptive component). This has the advantage to deport adaptive optics corrections out of the focal plane, relax constraints on the DM size and decrease the IFU size. However, a relatively compact DM is still required as room on the VLT Nasmyth platform is limited.

Whatever the final design is, the FALCON architecture departs from any other usual closed-loop AO system, as there is no optical feedback from the micro-DM to WFS. Different solutions spanning from completely open loop to pseudo-closed loop (closed by “electro-mechanical analogy”) can be imagined and are detailed on the following sections.

### 3. MAIN ISSUES ON COMPONENTS

The command modes conceivable for FALCON are multiple and depend upon the WFS and DM characteristics. The accessible dynamic range of the wavefront sensors will orient the choice of the kind of control loop: with usual WFS, the dynamic range is not sufficient to measure with proper accuracy and linearity the whole atmospheric turbulence and must then work in closed loop. On the other hand, a high dynamic WFS could be able to work in open loop.

Even though the research and development on wavefront sensors can be determinative for the command mode of FALCON, the deformable mirror issue is even more crucial. The micro-mirrors may suffer from several kinds of errors (hysteresis, creep...), that may depend on the temperature and on the ageing. Therefore, in a closed loop, the exact knowledge of the command applied to a mirror does not necessarily give precise information on the wavefront shape. Indeed, the difference between the command and the mirror shape (wavefront shape) is precisely related to the mirror errors. We call “*mirror subjectivity*” the fact that the mirror shape is not perfectly in accordance with the command. On the contrary, a mirror taking the exact shape commanded (in the precision range allowed) will be called objective.

The objectivity/subjectivity of the DM is the main issue dictating the choice of the command mode. Three kinds of mirrors are envisaged:

- Objective mirrors: this is the ideal case, command and mirror shape are equivalent, in the precision range allowed;
- Reproducible subjective mirrors: reproducible means reproducible from one mirror to another. In other words, even though the command and the shape of the mirror are not equivalent, the command applied to two reproducible subjective mirrors will generate the same mirror shape in both cases;
- Subjective mirrors: this is the most disadvantageous case. Indeed, not only does the command not inform us of the true wavefront shape, but also the same command applied to another mirror will give a different shape.

### 4. SERVO LOOP ISSUES

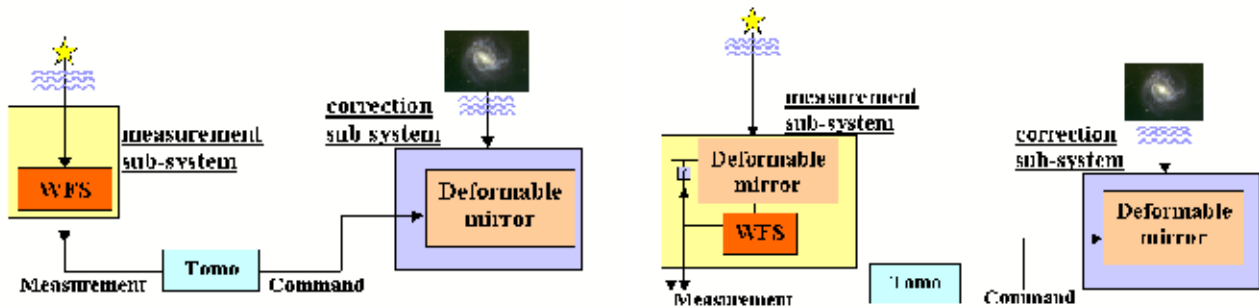
As said previously, the wavefront of the scientific object will be derived thanks to atmospheric tomography. Wavefront sensors will sense the wavefront of stars located around the scientific object, and the on-axis wavefront will be computed from off-axis measurements. The adaptive optics loop will contain two kinds of sub-systems: (1) the measurement system, sensing off-axis guide stars, and (2) the correction system, correcting the wavefront from the science object.

The degree of complexity of both sub-systems greatly relies on the degree of objectivity of the mirrors. Four different servo-loop architectures are planned.

## 1. Case of objective mirrors

If the mirror is objective, the command applied to it gives reliable information about the shape of the mirror. The mirror can then be controlled without any verification of the shape that it actually takes. Such reliable components would allow a very simple design for the two sub-systems. Two configurations are envisaged (see Figure 1):

- The measurement system only contains a wavefront sensor. This measurement generates a command that is sent to the correction system's mirror through the tomographic reconstructor (only one measurement system is represented for the sake of simplicity, but at least three of them are needed to compute the tomographic information). No checking system is used to verify that the mirror has taken the commanded shape. It has to be noted that this configuration requires a WFS with a great dynamic range.
- The second configuration is similar, but the measurement system also contains an objective mirror. This allows to reduce the required dynamic for the WFS and to check that the commands sent to the tomographic calculator are correct.



**Figure 1:** FALCON's loop configuration in the case of objective mirrors. (a) on the left the measurement sub-system works with an open loop and (b) on the right, the measurement sub-system works in a closed loop.

## 2. Case of subjective mirrors

If studies on deformable mirrors demonstrate that they are subjective components, it will then be necessary to control their behaviour. The control system might be an optical one, as represented on figure 2. In this figure, the deformable mirror is illuminated by an bright internal reference source (fiber, laser...). The reflected wavefront is measured by a high dynamic range WFS (it has to be able to measure the whole stroke of the mirror). Meanwhile, it does not have to be very sensitive, as the internal source is arbitrarily bright. This configuration is an example to control the mirror shape, but any other kind of sensor can be imagined (capacitive, etc).

The command applied to the mirror of the measurement subsystem is unreliable. The information delivered to the tomographic calculator will then have to contain both the residual phase measured with the wavefront sensor together with a measurement of the actual mirror shape. The difference between these two sets of data gives the relevant information, namely the shape of the incoming wavefront on the deformable mirror.

On the correction subsystem side, the correct command coming from the tomographic calculator is compared to the shape actually taken by the mirror. The difference between the two sets of data allows adjustment of the command applied to the mirror.



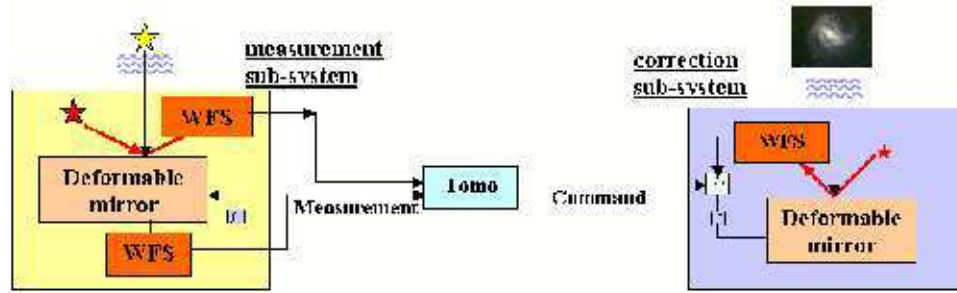


Figure 2: principle of the FALCON AO loop in the case of subjective mirrors. The mirrors would have sensors in order to control their behaviour.

The subsystems become quite bulky. This issue becomes particularly delicate if the subsystems are positioned in the focal plane of the telescope: indeed, their high size prevent us from locating them close to each others. In particular it will make it difficult to use guide stars close to the galaxy, making the tomographic reconstruction harder to achieve.

### 3. Case of reproducible subjective mirrors

In the case of reproducible subjective mirrors, the bulk problem can be minimised since the sensors can be put on a clone mirror that does not have to be in the focal plane (see Figure 3). This is because the same command applied to two clone mirrors will generate the same behaviour. In that case, one clone can be used on the sky (in the telescope focal plane), and another clone (on which sensors are put) would be outside the focal plane. This configuration, requiring at least twice as many mirrors as other loops, is obviously the most complex and expensive.

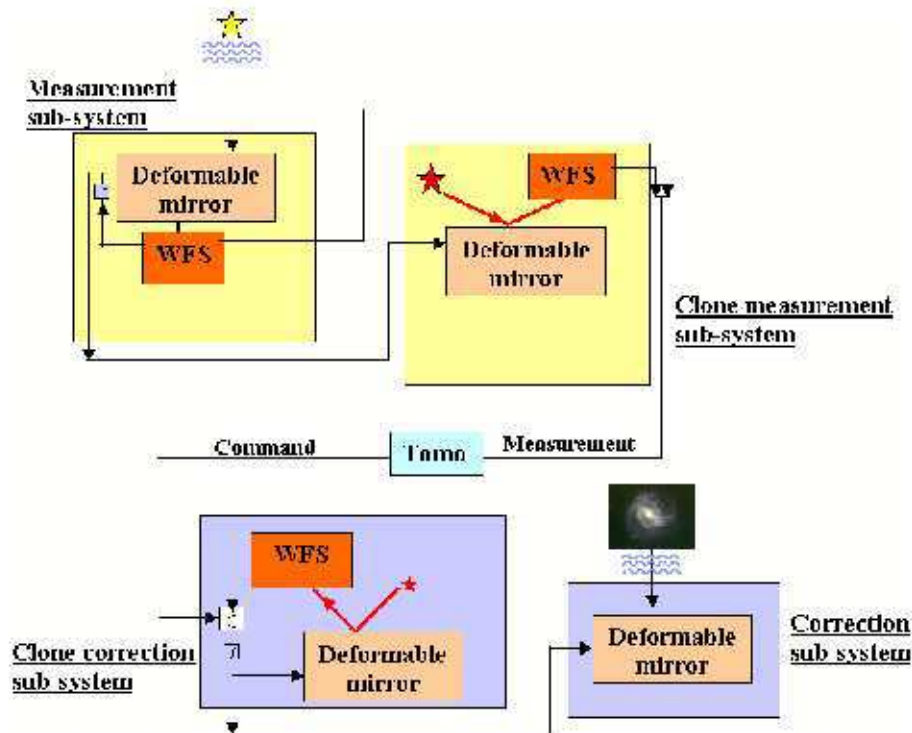


Figure 3: principle of the FALCON AO loop in the case of subjective reproducible mirrors. In both subsystems (measurement and correction), one clone is used on the sky, and sensors are put on the other clone.

#### 4. Nominal configuration

To conclude on this section, it obviously appears that the tests on the mirrors will be determinative for the choice of the loop configuration. According to the first results on the reproducibility of the mirrors behavior (see section 6), we are pretty confident on the fact that a system working with both a measurement and a correction in open loop is conceivable. We took this configuration as a baseline, but since the mirrors and WFS are not fully characterized or developed, it seems necessary to keep in mind other possible configurations as a back-up. To finish, it has to be pointed out that the objectivity/subjectivity of the mirror is the not the unique parameter to fulfill the FALCON's DM requirements. Others high level specifications are given in the following section.

### 5. HIGH LEVEL SPECIFICATIONS OF FALCON DM

For our purpose, we will consider a classical deformable mirror (DM) with a set of actuators beneath a thin membrane, whose shape changes as a function of the length of each actuator. Moreover we consider that the membrane is fixed along its perimeter. A metallic package encloses the DM and represents the external dimensions. Even with this simple model, a lot of features are needed to describe a DM. For the high level specifications of a mirror designed for a FALCON concept, we have sorted the main features in three parts: spatial, opto-mechanical and temporal specifications.

#### 1. Spatial specifications

The ability of the mirror to compensate high order phase is first given by the number of actuators. We consider the case where the actuators are uniformly spread over the whole surface of the pupil. The network geometry is not discussed because it depends on external parameters, such as the wave front sensor sampling geometry<sup>23</sup>. One can notice that the pupil is smaller than the membrane's surface because an outer ring of actuators is generally foreseen to provide a correct wavefront shape at the pupil edges (at least for electrostatic and magnetic membranes cases relevant for FALCON, see section 6). The total number of actuators  $N_a$  given in the following includes this outer ring.

The maximal spatial frequency corrected by a DM with  $N_a$  actuators uniformly spread can be roughly estimated by  $2/d_a$  where  $d_a$  is the inter-actuator spacing. This can be related to the spatial frequency contained in Zernike modes of radial order  $n$  by<sup>24</sup>:

$$v_c := 0.37 \cdot \frac{n+1}{D}$$
$$v_c := \frac{2}{d_a}$$

Using this relation we derived  $d_a$  for several  $n$  in table 1. It is then possible to evaluate the minimum number of actuator  $N_a$  required to correct Zernike modes up to a given radial order  $n$ . This number is not the simple ratio between the surface given by a diameter of  $D$  and  $d_a$  because of the outer ring of actuators we have to account for. The real number of actuators is then the number contained in a surface of diameter  $D$  plus the outer ring whose surface is proportional to  $(D+d_a) \cdot d_a$ . So, in table 1,  $N_a$  is estimated by:

$$N_a := \frac{\pi \cdot \left(\frac{D}{2}\right)^2 + 2 \cdot \pi \cdot \left(\frac{D+d_a}{2}\right)^2}{\pi \cdot \left(\frac{d_a}{2}\right)^2}$$

Simulations of the FALCON AOS estimated the required number of Zernike modes to be corrected around 70. This would thus require a ~100 actuators DM.

Two adjacent actuators have to supply a minimum stroke which is determined by the turbulent phase seen in a  $D^2/N_a^2$  aperture. We calculated this stroke assuming a Kolmogorov turbulence model and that the mirror must compensate the

turbulent phase up to a  $3\sigma$  RMS level. These estimates are pessimistic because the Kolmogorov spectrum does not take into account the outer scale and we thus overestimate the amount of turbulence. We see in table 1 that the inter-actuator stroke decreases with the number of actuators. Nevertheless, the number of actuator doubles while the stroke only decreases by 25%. High radial orders are more difficult to compensate and the main challenge seems to be the actuator spacing rather than the actuator stroke.

Radial order	$d_a$ (m)	$N_a$	inter-actuator stroke ( $\mu\text{m}$ )
n=9 (55 Zernike modes)	1.08	88	2.45
n=10 (66 Zernike modes)	0.98	103	2.26
n=11 (78 Zernike modes)	0.90	119	2.10
n=12 (91 Zernike modes)	0.83	135	1.96
n=13 (105 Zernike modes)	0.78	150	1.84

**Table 1:** DM actuator spacing, number of actuators and inter-actuator stroke for a correction up to a given Zernike radial order  $n$ . The equivalent number of Zernike modes is indicated into brackets.

The last spatial feature is the global stroke of the DM. We used the tip and tilt modes ( $n=2$ ) to estimate the maximal stroke at the pupil edge and the defocus mode ( $n=3$ ) to estimate the one at the pupil centre. We evaluated these strokes for two seeing situations, i.e. median and worst cases at ESO/Paranal, and for Kolmogorov and von Karman turbulence models. In the latter, an outer scale of 24 meters has been used (median value at ESO/Paranal). As could be expected, the von Karman case is less demanding and likely more representative of an usual use of the DM.

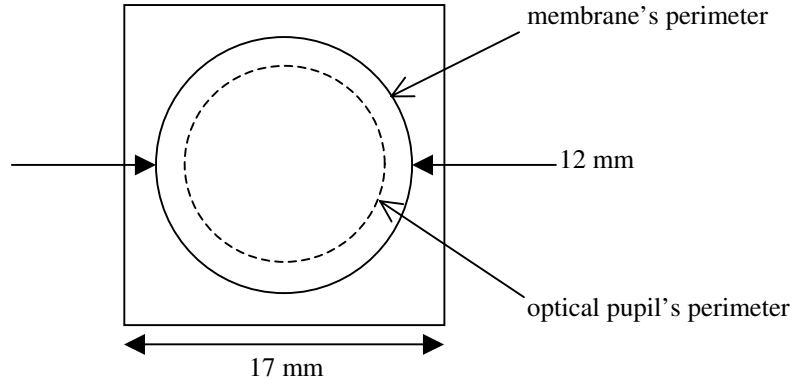
Seeing	Median case (0.81 arcsec @ 500 nm)		Worst case (1.5 arcsec @ 500 nm)	
Turbulence model	Kolmogorov	von Karman	Kolmogorov	von Karman
Zernike n=2	5.1	1.9	8.6	3.2
Zernike n=3	1.4	1.2	2.4	1.9

**Table 2:** DM global stroke specifications ( $\mu\text{m}$ ).

## 2. Opto-mechanical specifications

The maximum dimensions for the FALCON DM are imposed by the scientific specifications (minimal distance between IFUs). The whole button dimension projected on the sky must not exceed 40 arcsec. On the VLT Nasmyth focal plane, the scale is  $582 \mu\text{m}/\text{arcsec}$ , thus the maximum dimension is about 23 mm (diagonal of the packaging). As mirror packages are usually square, this limits the IFU width to 17 mm. Assuming a border packaging of 5 mm, the maximum membrane diameter is then about 12 mm.

To estimate the pupil diameter we have to know the inter-actuator distance  $d_a$ . Given the ratio between the pupil size (12 mm) and the distance inter-actuator (c.f. table 1),  $d_a$  is then about 1 mm. We can thus foresee a maximal optical pupil diameter of 12 mm minus  $2 d_a$  equals 10 mm (Figure 4).



**Figure 4:** sizes of the button, the membrane and the pupil of the deformable mirror.

We are aware that such requirements on the mirror size are quite drastic. We envisage, if no mirror could meet our needs, to use a small optical system in the focal plane that deports the light towards an area where the bulk is less crucial than in the focal plane. In that case, our requirements on the mirror's size would be significantly relaxed.

### 3. Temporal specifications

We only discuss the global temporal response of the AO system and others temporal aspects such as phase lag are not specified here. In the following, we will assume a pure time delay  $\tau$  for the control loop temporal error. For the mean square phase error to be less than 1 radian, the control loop time delay  $\tau_0$  must be less than<sup>25</sup>:

$$\tau_0 := 0.314 \frac{r_0}{v}$$

where  $v$  is the wind speed and  $r_0$  the Fried parameter. Assuming a 10 m/s wind speed (median case at ESO/Paranal), these values lead to a  $\tau_0 = 4$  ms for the median seeing case and 2 ms for the worst seeing one. This Greenwood time delay is an absolute criterion defining the temporal response of an AO System that would correct the whole turbulence: a faster response time for the DM would not improve the global performances of the AOS.

In fact we can relax constraints on the temporal response of the AOS because the spatial correction is not perfect: we can tolerate a temporal error as long as it is lower than the spatial error as estimated by the residual non corrected spatial modes<sup>25</sup>. This relative criterion gives an upper limit to the acceptable  $\tau$  (see table 3): a slower DM would debase the whole AOS performances.

As mentioned in section 4, a correction up to  $\sim 70$  Zernike modes is required. The temporal response of the AOS should then be less than  $\sim 14$  ms. To add no additional temporal error, the DM response should be significantly faster.

Radial order	$\tau$ median seeing (ms)	$\tau$ worst seeing (ms)
n=9	29.2	15.7
n=10	26.5	14.3
n=11	24.3	13.1
n=12	22.4	12.1
n=13	20.8	11.2

**Table 3:** maximal AOS time delay as a function of the corrected Zernike radial order  $n$ .

## 6. STATE OF THE ART

As explained previously, the general architecture of the FALCON instrument is quite different from a conventional AO system. Concerning the Deformable Mirror, this results in following specific needs :

- micro-mirrors : if installed within the telescope focal plane, the DM space will constraint, on one hand, the minimum distance between two science objects and, on the other hand, the distance between the direction of the guide stars that are used for Wavefront sensing and science objects;
- reproducibility : the DM shall be controlled in an open loop way. This means that the Mirror response to a command has to be the same whatever the previous commands applied to the DM;
- stability : Once a command has been applied to the DM and the corresponding shape has been achieved, the DM will have to keep this shape as long as needed (i.e. several hours).

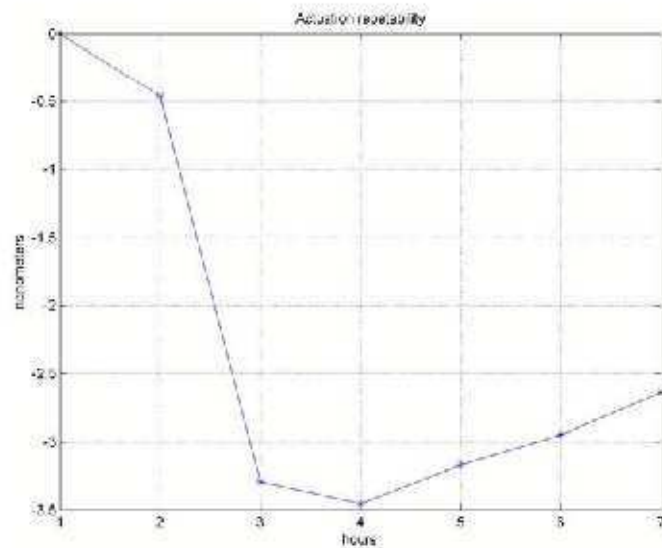
The two last characteristics cover what we have previously called an “objective” component. It should also be pointed out that the preceding features should be met whatever the evolution of the environmental conditions are (temperature...).

At this point, it appears necessary to estimate the level of “reproducibility” and “stability” that is needed since we are aware that no component will be able to absolutely face such a need. This discussion will start with the foreseen coupling of 30% in J band and 40% in H band. With typical seeing conditions (0.8 arcsec) and a 8 meter diameter telescope, this leads to a tolerable residual phase variance of  $\approx 1 \text{ rad}^2$  (H band) and a residual wavefront error in the 0.25 to 0.3  $\mu\text{m}$  RMS range. This error budget has to be shared between several components (DM, WFS, optics...). Nevertheless, it is possible to derive a preliminary  $\approx 0.15 \mu\text{m}$  RMS budget for the DM covering the fabrication imperfections, the reproducibility and the stability of this mirror. Though these foreseen characteristics appear as challenging, they do not presently appear as a “show-stopper” if we choose the appropriate DM among the presently available techniques. This is what is being studied at the moment and discussed in the following lines.

Most “on the shelf” components make use of active materials (piezoelectric, electrostrictive) and are not able to meet our specifications :

- compactness : the lower spacing that has been achieved is in the 4 to 5mm range. For a typical 70 actuator DM, this leads to a typical 40 mm diameter pupil not consistent with the need;
- reproducibility : most of these components suffer from hysteresis which means that the effect of a command depends on preceding commands;
- stability : most of these components suffer from creep effect (the effect of a command varies with time);
- temperature dependence : available components suffer from low (hard PZT materials) to very high (electrostrictive materials) temperature dependence of the actuator sensitivity. Furthermore, from experience, most of these DMs exhibit a temperature dependent shape at rest.

However, very promising techniques have recently appeared that can allow the foreseen characteristics to be met : electrostatic Deformable Mirrors and magnetic Deformable Mirrors. Although the second technique has not yet been fully tested for FALCON project, we should notice that it is compliant with our compactness requirements. Furthermore, it allows very important strokes to be achieved. Nevertheless, tests are still needed since these DMs may suffer from a poor thermal behavior (actuators make use of reels fed with current and resulting Joule effect may affect the stability requirement). We foresee a complete characterization of this type of components within a few months. On the other hand, a full characterization process has been achieved on OKO electrostatic Deformable Mirror<sup>29,30</sup>. It has allowed to derive very promising features concerning the reproducibility and stability, despite low strokes not consistent with the need for a 8 meter diameter telescope correction: the measured actuation reproducibility (see Figure 5) is lower than 5nm peak to valley for one pixel during 7 hours (including both the repeatability of the measurement device and that of the DM itself).



**Figure 5 : Actuation reproducibility**

We conclude that the stability and reproducibility of the device have been proven to be consistent with the need. Furthermore, the rest shape of this DM has been proven to exhibit a low temperature dependence as well as the adaptive features (sensitivity...). At last, such component does not exhibit any hysteresis at all.

## 7. CONCLUSION

The state of the art on deformable mirrors shows that no mirror is able to meet FALCON's requirements yet, but some new techniques seem quite promising. Complete characterisations on electrostatic mirrors have been done at the Laboratoire d'Astrophysique de Marseille (LAM) and it appears that this kind of mirrors could fulfil FALCON's requirements provided that the stroke is enlarged. The LAM is also about to characterise a magnetic mirror that has a very high stroke. By the end, the choice of the loop configuration will be very dependant on the LAM conclusions.

According to the kind of loop chosen, the WFS specifications might be different. Developments on innovating WFS are currently done at the Observatoire de Paris-Meudon in order to face expected future needs (high dynamic, high sensitivity, miniaturization).

Since no mirror suitable for our needs is available up to now, we plan to use the OKO device as a demonstrator for the overall FALCON system. We currently think that, before the end of 2005, we will have proven the ability of the electrostatic DM technique to address this specific issue of an open loop controlled system. Many laboratories currently work on electrostatic DMs and we are strongly confident in the development of components able to address the pending stroke issue.

## ACKNOWLEDGEMENTS

We would like to thank ESO for its support.

## REFERENCES

1. F. Hammer, F. Sayède, E. Gendron, T. Fusco et al, *Scientific Drivers for ESO Future VLT/VLTI Instrumentation, Proceedings of the ESO Workshop held in Garching*, 139, 2001.
2. F. Hammer, M. Puech, F. Assémat, E. Gendron, F. Sayède, P. Laporte, M. Marteaude, A. Liotard, F. Zamkotsian, *Second Workshop on ELT*, Proc. SPIE, 5382, 727, 2004.
3. H.C. Ferguson, M. Dickinson, M. Giavalisco et al., ApJ, 600, 107, 2004.
4. Fried D.L., "Anisoplanatism in adaptive optics", JOSA-A, 72, 52, 1982.
5. Bahcall J.N. & Soneira R.M., "The distribution of stars to V = 16th magnitude near the north galactic pole - Normalization, clustering properties, and counts in various bands", ApJ, 246, 122, 1981.
6. Foy R. & Labeyrie A., "Feasibility of adaptive telescope with laser probe", A&A, 152, L29, 1985.
7. Le Louarn M., Foy R., Hubin N., Tallon M., "Laser Guide Star for 3.6- and 8-m telescopes: Performance and astrophysical implications", MNRAS, 295, 756, 1998.
8. Tallon M. & Foy R., "Adaptive telescope with laser probe - Isoplanatism and cone effect", A&A, 235, 549, 1990.
9. Rigaut F. & Gendron E., "Laser guide star in adaptive optics - The tilt determination problem", A&A, 261, 677, 1992.
10. Dicke R.H., "Phase-contrast detection of telescope seeing errors and their correction", ApJ, 198, 605, 1975.
11. Beckers J.M., "Increasing the size of the isoplanatic patch with multiconjugate adaptive optics", *Eso Conf. On Very Large Telescopes And Their Instrumentation, ESO Conference and Workshop Proceedings*, M.H. Ulrich Ed., 2, 693, 1989.
12. Fusco T., Conan J., Michau V., Mugnier L.M., Rousset G., "Phase estimation for large field of view: application to multiconjugate adaptive optics", *Propagation and Imaging through the Atmosphere III, Proc. SPIE*, M.C. Roggemann and L.R. Bissonnette Ed., 3763, 125, 1999.
13. Le Louarn M., "Multi-Conjugate Adaptive Optics with laser guide stars: performance in the infrared and visible", MNRAS, 334, 865, 2002.
14. Femenia B. & Devaney N., "Optimization with numerical simulations of the conjugate altitudes of deformable mirrors in an MCAO system", A&A, 404, 1165, 2003 .
15. R. Ragazzoni, E. Marchetti, F. Rigaut, A&A, 342, L53, 1999.
16. Tokovinin A., Le Louarn M., Viard E., Hubin N., Conan R., "Optimized modal tomography in adaptive optics", A&A, 378, 710, 2001.
17. Tokovinin A. & Viard E., "Limiting precision of tomographic phase estimation", JOSA-A, 18, 873, 2001.
18. F. Assémat, F. Hammer, E. Gendron, F. Sayède, P. Laporte, M. Marteaude, M. Puech, J.-M. Conan, T. Fusco, A. Liotard, F. Zamkotsian, *Optics in Atmospheric Propagation and Adaptive Systems VI*, Proc. SPIE, 5237, 211, 2003.
19. F. Assémat, 2004, PhD dissertation, Observatoire de Paris-Meudon.
20. M. Puech & F. Sayède, *Ground based instrumentation for astronomy*, Proc. SPIE, 5492, 303, 2004.
21. J.W. Hardy & E.P. Wallner, *Adaptive Optics in Astronomy*, Proc. SPIE, 2201, 77, 1994.
22. G.V. Vdovin, *Adaptive Optical System Technologies*, Proc. SPIE, 3353, 902, 1998.
23. F. Roddier, *Adaptive optics in astronomy*, Cambridge University Press, 1999.
24. J.-M. Conan, G. Rousset and P.-Y. Madec, "Wave-front temporal spectra in high-resolution imaging through turbulence", JOSA-A, 12, 1559, 1995.
25. D.P. Greenwood, "Bandwith specification for adaptive optics systems", JOSA-A, 67, 390, 1977.
26. F. Rigaut, 2002, in ESO Conf. Proc.58, Beyond Conventional Adaptive Optics, ed. E. Vernet et al. (Garching: ESO), 11
27. A. Tokovinin, "Seeing improvement with ground layer adaptive optics", The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, Volume 116, Issue 824, pp. 941-951.
28. M. Nicolle et al., "Ground layer adaptive optics: analysis of the wavefront sensing issue", *Advancements in Adaptive Optics*. Edited by Domenico B. Calia, Brent L. Ellerbroek, and Roberto Ragazzoni. Proceedings of the SPIE, Volume 5490, pp. 858-869 (2004).
29. A. LIOTARD F. Zamkotsian, "Static and dynamic micro-deformable mirror characterization by phase-shifting and time averaged interferometry", International Conference on Space Optics (ICSO) 2004, Toulouse (March 2004).
30. A. LIOTARD F. Zamkotsian, "Static and dynamic micro-deformable mirror characterization by phase shifting and time-averaged interferometry", SPIE Astronomical Telescopes and Instrumentation 2004, Proc. SPIE 5494, Glasgow, UK (June 2004).

## 5.6 Le spectrographe FALCON : perspectives

GIRAFFE est l'unique spectrographe multi-IFUs existant. Comme la plupart des instruments, cet instrument possède un unique spectrographe. Une solution alternative consiste à utiliser un spectrographe par IFU : il est alors possible de choisir la résolution et la bande passante séparément pour chaque objet, ce qui augmente considérablement les capacités multiplex de l'instrument. Cette solution présente aussi des avantages en cours d'opération et de maintenance : si un spectrographe est hors service, les autres IFUs peuvent toujours fonctionner, ce qui n'est pas le cas avec un unique spectrographe. Du point de vue du coût, une telle solution peut être rentable dans le cas d'un nombre suffisant d'IFUs (production en série). Il serait également particulièrement intéressant d'envisager la possibilité de choisir entre différents échantillonnages spatiaux selon les conditions atmosphériques (ajout d'un mode seeing-limited avec typiquement 0.25 arcsec/pix) et/ou la résolution spatiale souhaitée (ajout d'un mode très résolu avec typiquement 0.1 arcsec/pix).

Un concept très pertinent consisterait également à ne plus imager l'ensemble d'une bande spectrale donnée mais uniquement un ensemble discret de bandes spectrales étroites centrées sur des raies en émission d'intérêt. La difficulté consiste alors à concevoir un système capable d'ajuster la position spectrale des bandes étroites sélectionnées quel que soit l'objet observé, ce qui nécessite un certain nombre d'éléments optiques (par exemple : dichroïques, tunable filters,...) qui diminuent d'autant la transmission globale.

L'emploi d'images slicers pour FALCON est en cours d'étude : il n'est alors plus nécessaire de corriger le front d'onde dans le plan focal puisque cette contrainte est liée à l'utilisation de fibres optiques qui brouillent la phase de l'onde lumineuse transportée. Il devient ainsi possible de déporter l'ensemble de l'optique adaptative hors du plan focal : le bouton placé dans ce plan n'est alors plus qu'un composant passif qui sélectionne le champ utile correspondant à l'objet observé. Il faut néanmoins concevoir un système de transport de faisceau pour sélectionner une zone quelconque dans le plan focal et transporter la lumière vers l'optique adaptative suivie de l'image slicer. Une telle solution relâche donc les contraintes sur l'IFU mais complique grandement le transport de faisceau (compensation de la courbure de champ du plan focal du VLT et compensateur de chemin optique afin de contrôler l'image de la pupille). De telles solutions sont en cours de réalisation, notamment avec KMOS (Sharples *et al.*, 2003) où des bras mécaniques remplissent ce rôle (figure 5.13). D'autres solutions qui consistent à utiliser des miroirs orientables dans le plan focal ("starbugs") sont à l'étude au LAM (notamment dans le projet MOMFIS).



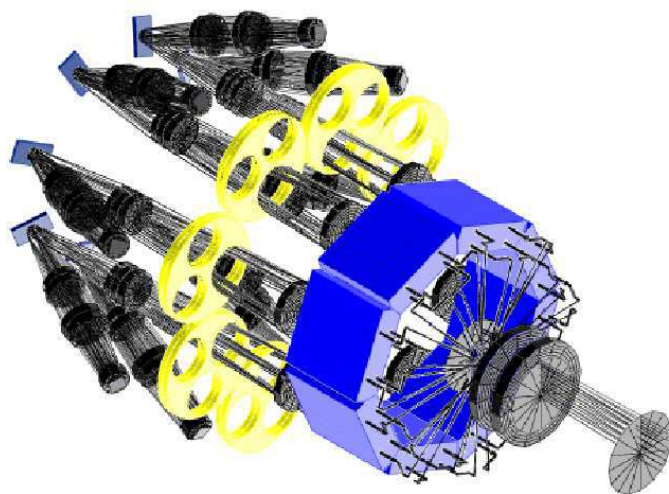


FIG. 5.13 – Design de l’instrument KMOS (Sharples *et al.*, 2003). 32 bras articulés cryogéniques sélectionnent des champs utiles dans le plan focal du VLT. La lumière est envoyée vers 8 modules (4 IFUs par module) contenant chacun un spectrographe. L’ensemble occupe un espace de 1.5m de diamètre et de 2.5m de long.

La stratégie de soustraction de ciel est un élément important des instruments fonctionnant dans l’IR. Les techniques les plus courantes consistent à imager alternativement l’objet (A) et le ciel (B) selon une séquence dite ABBA (technique du “chopping and nodding” : le secondaire est incliné (chopping) puis le pointage du télescope est décalé dans la direction opposée (nodding) afin de compenser les différences de chemin optiques induites par le chopping (voir figure 5.14). Lorsque l’objet est suffisamment petit, il est possible de le décaler dans l’IFU afin d’observer en permanence l’objet *et* le ciel durant l’ensemble de la séquence ABBA, ce qui conduit à diminuer le temps d’observation d’un facteur deux. Une nouvelle stratégie intéressante consiste à utiliser des détecteurs sur-dimensionnés d’un facteur trois : l’objet et le ciel sont alors imagés sur la partie centrale du détecteur. Ce dernier est synchronisé de manière à transférer les observations de l’objet (phase A) vers (par exemple) la partie gauche du détecteur et les observations du ciel vers la partie droite. Cette technique (“nod-suffle”) permet une soustraction de ciel extrêmement précise (précision inférieure à 1%) car le trajet optique des phase A et B est alors rigoureusement identique, détecteur compris. Elle nécessite en revanche un accroissement des overheads (Glazebrook et Bland-Hawthorn, 2001). Dans le cas où chaque IFU serait associée à un seul spectrographe, cette solution pourrait être particulièrement intéressante pour FALCON, étant donnée la taille raisonnable qu’auront alors les détecteurs.

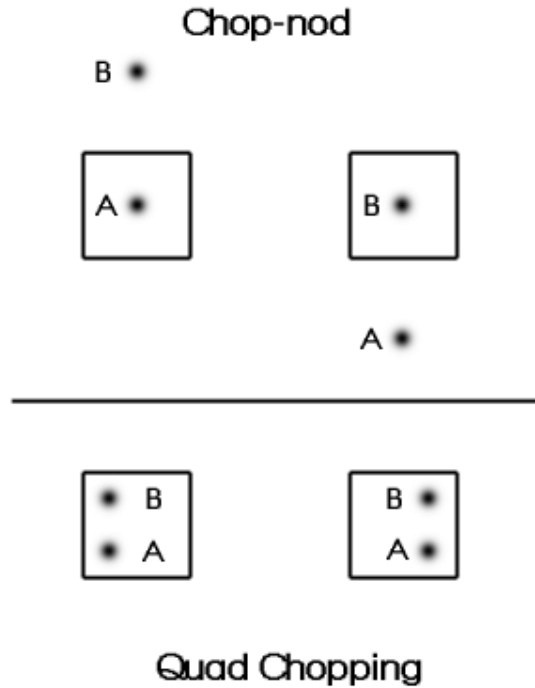


FIG. 5.14 – Stratégie de soustraction du ciel en IR. En haut : chopping and nodding ; la première pose est effectuée sur l’objet (A), puis le miroir secondaire est tilté (chopping) pour observer le ciel au cours d’une seconde pose (B) de durée égale à la première. La troisième pose est effectuée à nouveau sur le ciel, en pointant directement le télescope (nodding) dans la même direction que la pose précédente, le miroir secondaire étant remis à sa position initiale. Une dernière pose est effectuée sur l’objet par chopping. L’ensemble des quatre poses permet une correction de ciel en s’affranchissant des différences de chemin optiques dues au chopping. En bas : quad-chopping ; si l’objet est suffisamment petit, il est possible d’observer simultanément le ciel dans l’IFU au cours la même pose et d’éviter ainsi la séquence de chopping, ce qui permet de réduire les temps d’exposition d’un facteur deux. [Source : [www2.keck.hawaii.edu](http://www2.keck.hawaii.edu)]

Enfin, les perspectives ouvertes par l’adaptation du concept FALCON aux ELTs (Extremely Large Telescopes), comme le projet MOMFIS (voir annexe B), semblent particulièrement prometteuses, puisque c’est actuellement la seule solution instrumentale permettant de tirer pleinement parti de l’étendue importante de cette nouvelle génération de télescopes.

## Bibliographie

- ABAHAMID A., JABIRI A., VERNIN J., BENKHALDOUN Z., AZOUIT M., et AGABI A. Optical turbulence modeling in the boundary layer and free atmosphere using instrumented meteorological balloons. *A&A*, 416, 1193 2004a.
- ABAHAMID A., VERNIN J., BENKHALDOUN Z., JABIRI A., AZOUIT M., et AGABI A. Seeing, outer scale of optical turbulence, and coherence outer scale at different astronomical sites using instruments on meteorological balloons. *A&A*, 422, 1123 2004b.
- ADELBERGER K.L., STEIDEL C.C., GIAVALISCO M., DICKINSON M., PETTINI M., et KELLOGG M. A Counts-in-Cells Analysis Of Lyman-break Galaxies At Redshift  $Z \sim 3$ . *ApJ*, 505, 18 1998.
- ALLINGTON-SMITH J., MURRAY G., CONTENT R., DODSWORTH G., DAVIES R., MILLER B.W., JORGENSEN I., HOOK I., CRAMPTON D., et MUROWINSKI R. Integral Field Spectroscopy with the Gemini Multiobject Spectrograph. I. Design, Construction, and Testing. *PASP*, 114, 892 2002.
- ASSEMAT F., HAMMER F., GENDRON E., SAYEDE F., LAPORTE P., MARTEAUD M., PUECH M., CONAN J.M., FUSCO T., LIOTARD A., et ZAMKOTSKIAN F. FALCON : a new-generation spectrograph with adaptive optics for the ESO VLT. Dans *SAR Image Analysis, Modeling, and Techniques VI. Edited by Posa, Francesco. Proceedings of the SPIE, Volume 5237, pp. 211-222 (2004).*, 211–222 2004.
- ASSÉMAT F. Apport de la haute résolution angulaire à l'étude des galaxies lointaines : imagerie, optique adaptative et spectroscopie 3D. *Ph.D. Thesis* 2004.
- BAHCALL J.N. et SONEIRA R.M. Predicted star counts in selected fields and photometric bands Applications to galactic structure, the disk luminosity function, and the detection of a massive halo. *ApJS*, 47, 357 1981.
- BECKERS J.M. Detailed compensation of atmospheric seeing using multiconjugate adaptive optics. Dans *Proc. SPIE Vol. 1114, p. 215-0, Active Telescope Systems, Francois J. Roddier ; Ed.*, 215–0 1989.
- BLAIN A.W., SMAIL I., IIVSON R.J., KNEIB J.P., et FRAYER D.T. Submillimeter galaxies. *Phys. Rep.*, 369, 111 2002.
- CHAPMAN S.C., BLAIN A.W., SMAIL I., et IIVSON R.J. A Redshift Survey of the Submillimeter Galaxy Population. *ApJ*, 622, 772 2005.
- CHAPMAN S.C., HELOU G., LEWIS G.F., et DALE D.A. The Bivariate Luminosity-Color Distribution of IRAS Galaxies and Implications for the High-Redshift Universe. *ApJ*, 588, 186 2003.
- CONSELICE C.J., CHAPMAN S.C., et WINDHORST R.A. Evidence for a Major Merger Origin of High-Redshift Submillimeter Galaxies. *ApJ*, 596, L5 2003.
- CUBY J. Night Sky Brightness During Sunspot Maximum at Paranal. *The Messenger*, 101, 3 2000.
- DEKANY R.G., BRITTON M.C., GAVEL D.T., ELLERBROEK B.L., HERRIOT G., MAX C.E., et VERAN J.P. Adaptive optics requirements definition for TMT. Dans *Advancements in Adaptive Optics. Edited by Domenico B. Calia, Brent L. Ellerbroek, and Roberto Ragazzoni. Proceedings of the SPIE, Volume 5490, pp. 879-890 (2004).*, 879–890 2004.
- DICKE R.H. Phase-contrast detection of telescope seeing errors and their correction. *ApJ*, 198, 605 1975.

- EISENHAUER F., TECZA M., MENGEL S., THATTE N.A., ROEHRLE C., BICKERT K., et SCHREIBER J. Imaging the universe in 3D with the VLT : the next-generation field spectrometer SPIFFI. Dans *Proc. SPIE Vol. 4008, p. 289-297, Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors, Masanori Iye ; Alan F. Moorwood ; Eds.*, 289–297 2000.
- EMSELLEM E. 2-D Kinematics of Galactic Nuclei : From TIGER to OASIS. Dans *ASP Conf. Ser. 182 : Galaxy Dynamics - A Rutgers Symposium*, 45–+ 1999.
- FOY R. et LABEYRIE A. Feasibility of adaptive telescope with laser probe. *A&A*, 152, L29 1985.
- GENDRON E., COUSTENIS A., DROSSART P., COMBES M., HIRTZIG M., LACOMBE F., ROUAN D., COLLIN C., PAU S., LAGRANGE A.M., MOUILLET D., RABOU P., FUSCO T., et ZINS G. VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan. *A&A*, 417, L21 2004.
- GIAVALISCO M. Lyman-Break Galaxies. *ARA&A*, 40, 579 2002.
- GLAZEBROOK K. et BLAND-HAWTHORN J. Microslit Nod-Shuffle Spectroscopy : A Technique for Achieving Very High Densities of Spectra. *PASP*, 113, 197 2001.
- GREVE T.R., IVISON R.J., BERTOLDI F., STEVENS J.A., DUNLOP J.S., LUTZ D., et CARILLI C.L. A 1200- $\mu$ m MAMBO survey of ELAISN2 and the Lockman Hole - I. Maps, sources and number counts. *MNRAS*, 354, 779 2004.
- HAMMER F., SAYÈDE F., GENDRON E., FUSCO T., BURGARELLA D., CAYATTE V., CONAN J.M., COURBIN F., FLORES H., GUINOARD I., JOCOU L., LANÇON A., MONNET G., MOUHCINE M., RIGAUD F., ROUAN D., ROUSSET G., BUAT V., et ZAMKOTSIAN F. The FALCON Concept : Multi-Object Spectroscopy Combined with MCAO in Near-IR. Dans *Scientific Drivers for ESO Future VLT/VLTI Instrumentation Proceedings of the ESO Workshop held in Garching, Germany, 11-15 June, 2001. p. 139.*, 139–+ 2002.
- HUANG J., RIGOPOULOU D., WILLNER S.P., PAPOVICH C., SHU C., ASHBY M.L.N., BARMBY P., BUNDY K., CONSELICE C., EGAMI E., PEREZ-GONZALEZ P.G., ROSENBERG J.L., SMITH H.A., WILSON G., et FAZIO G.G. Infrared Luminous Lyman Break Galaxies : A Population that Bridges LBGs and SCUBA Galaxies. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- LABBÉ I., FRANX M., RUDNICK G., SCHREIBER N.M.F., RIX H.W., MOORWOOD A., VAN DOKKUM P.G., VAN DER WERF P., RÖTTGERING H., VAN STARKENBURG L., VAN DE WEL A., KUIJKEN K., et DADDI E. Ultradeep Near-Infrared ISAAC Observations of the Hubble Deep Field South : Observations, Reduction, Multicolor Catalog, and Photometric Redshifts. *AJ*, 125, 1107 2003.
- LAGACHE G., PUGET J.L., et DOLE H. Dusty infrared galaxies : sources of the cosmic infrared background. *ARA&A*, 43, 727 2005.
- LE LOUARN M., FOY R., HUBIN N., et TALLON M. Laser Guide Star for 3.6- and 8-m telescopes : Performance and astrophysical implications. *MNRAS*, 295, 756 1998.
- LEITHERER C. Metals in Star-Forming Galaxies at High Redshift. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- LEITHERER C., LEÃO J.R.S., HECKMAN T.M., LENNON D.J., PETTINI M., et ROBERT C. Ultraviolet Line Spectra of Metal-poor Star-forming Galaxies. *ApJ*, 550, 724 2001.
- LIANG Y.C., HAMMER F., FLORES H., GRUEL N., et ASSÉMAT F. Misleading results from low-resolution spectroscopy : From galaxy interstellar medium chemistry to cosmic star formation density. *A&A*, 417, 905 2004.

- LOWENTHAL J.D., DURHAM R.N., LYONS B.J., BERSHADY M.A., GALLEGO J., GUZMÁN R., et KOO D.C. Are there local analogs of Lyman break galaxies? Dans *ASSL Vol. 329 : Starbursts : From 30 Doradus to Lyman Break Galaxies*, 17–+ 2005.
- MARTIN F., CONAN R., TOKOVININ A., ZIAD A., TRINQUET H., BORGNINO J., AGABI A., et SARAZIN M. Optical parameters relevant for High Angular Resolution at Paranal from GSM instrument and surface layer contribution. *A&AS*, 144, 39 2000.
- PATAT F. UBVRI night sky brightness during sunspot maximum at ESO-Paranal. *A&A*, 400, 1183 2003.
- PETTINI M., SHAPLEY A.E., STEIDEL C.C., CUBY J.G., DICKINSON M., MOORWOOD A.F.M., ADELBERGER K.L., et GIAVALISCO M. The Rest-Frame Optical Spectra of Lyman Break Galaxies : Star Formation, Extinction, Abundances, and Kinematics. *ApJ*, 554, 981 2001.
- RAGAZZONI R., MARCHETTI E., et RIGAUT F. Modal tomography for adaptive optics. *A&A*, 342, L53 1999.
- RAGAZZONI R., MARCHETTI E., et VALENTE G. Adaptive-optics corrections available for the whole sky. *Nature*, 403, 54 2000.
- RIGAUT F. Ground Conjugate Wide Field Adaptive Optics for the ELTs. Dans *Beyond conventional adaptive optics : a conference devoted to the development of adaptive optics for extremely large telescopes. Proceedings of the Topical Meeting held May 7-10, 2001, Venice, Italy. Edited by E. Vernet, R. Ragazzoni, S. Esposito, and N. Hubin. Garching, Germany : European Southern Observatory, 2002 ESO Conference and Workshop Proceedings, Vol. 58, ISBN 3923524617, p.11, 11–+ 2002.*
- ROUSSELOT P., LIDMAN C., CUBY J.G., MOREELS G., et MONNET G. Night-sky spectral atlas of OH emission lines in the near-infrared. *A&A*, 354, 1134 2000.
- SHARPLES R.M., BENDER R., HOFMANN R., GENZEL R., et IVISON R.J. KMOS : an infrared multi-integral field spectrograph for the VLT. Dans *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes. Edited by Iye, Masanori ; Moorwood, Alan F. M. Proceedings of the SPIE, Volume 4841, pp. 1562-1571 (2003).*, 1562–1571 2003.
- SMAIL I., CHAPMAN S.C., BLAIN A.W., et IVISON R.J. The Rest-Frame Optical Properties of SCUBA Galaxies. *ApJ*, 616, 71 2004.
- STEIDEL C.C., GIAVALISCO M., DICKINSON M., et ADELBERGER K.L. Spectroscopy of Lyman Break Galaxies in the Hubble Deep Field. *AJ*, 112, 352 1996.
- STEIDEL C.C., PETTINI M., et HAMILTON D. Lyman Imaging of High-Redshift Galaxies.III.New Observations of Four QSO Fields. *AJ*, 110, 2519 1995.
- TALLON M. et FOY R. Adaptive telescope with laser probe - Isoplanatism and cone effect. *A&A*, 235, 549 1990.
- TOKOVININ A. From Differential Image Motion to Seeing. *PASP*, 114, 1156 2002.
- TOKOVININ A. Seeing Improvement with Ground-Layer Adaptive Optics. *PASP*, 116, 941 2004.
- VDOVIN G.V. Optimization-based operation of micromachined deformable mirrors. Dans *Proc. SPIE Vol. 3353, p. 902-909, Adaptive Optical System Technologies, Domenico Bonaccini ; Robert K. Tyson ; Eds., 902–909 1998.*
- WEITZEL L., KRABBE A., KROKER H., THATTE N., TACCONI-GARMAN L.E., CAMERON M., et GENZEL R. 3D : The next generation near-infrared imaging spectrometer. *A&AS*, 119, 531 1996.

WILSON R.W. SLODAR : measuring optical turbulence altitude with a Shack-Hartmann wavefront sensor. *MNRAS*, 337, 103 2002.



# Conclusions & Perspectives





# Conclusion & Perspectives

## Synthèse des résultats GIRAFFE

Le spectrographe GIRAFFE a été utilisé pour sonder la dynamique du gaz des galaxies à  $z < 1$  :

- la spectroscopie intégrale de champ permet de classer les objets d’après leur nature dynamique (disque en rotation, rotation perturbée ou cinématique complexe) car elle échantillonne la cinématique complète des galaxies, ce que ne permet pas la spectroscopie à fente ;
- cette classification permet d’expliquer l’origine de la dispersion de la relation de Tully-Fisher à  $z \sim 0.6$  : celle-ci provient d’un biais instrumental lié à l’utilisation de la spectroscopie à fente qui ne peut pas distinguer les natures dynamiques différentes des objets ;
- la majorité des LCGs ont une cinématique compatible avec celle de systèmes en fusion. Ces résultats supportent le scénario proposé par (Hammer *et al.*, 2001; Hammer *et al.*, 2005) où les LCGs correspondraient à la phase de fusion pendant laquelle la masse s’effondre vers le barycentre du système et forme un bulbe ;
- à  $z \sim 0.6$ , seulement 60% des galaxies de masse intermédiaire ont une cinématique relaxée (incluant la fraction de E/S0) ; les major mergers sont donc des processus d’évolution importants à  $z \sim 0.6$ .

L’ensemble de ces résultats dynamiques semble privilégier un scénario de type “spiral rebuilding” (Hammer *et al.*, 2005).

GIRAFFE nous a également permis de sonder l’état du milieu interstellaire d’une partie de ces galaxies :

- les premières cartes de densité électronique à  $z \sim 0.6$  ont pu être établies. Celles-ci permettent d’identifier des structures telles que des régions HII géantes ou des outflows ;

- ces cartes suggèrent que la formation stellaire est un processus localisé dans certaines régions et non pas réparti sur l’ensemble du disque.

Ces résultats montrent que la dynamique associée à une cartographie de l’état physico-chimique du milieu interstellaire dans les galaxies permet de mieux comprendre les processus responsables de la formation stellaire.

D’un point de vue instrumental, l’ensemble des résultats présentés dans cette thèse montre le succès de l’instrument FLAMES/GIRAFFE et de son mode IFU. Celui-ci était loin d’être garanti, en raison de la faible résolution spatiale des IFUs GIRAFFE. Les raisons de ce succès tiennent principalement en deux points. Le premier est la haute résolution spectrale utilisée ( $R \sim 10000$ ). Elle permet ainsi d’obtenir une mesure précise de la vitesse même si celle-ci est spatialement peu localisée à cause de la taille du pixel. Les mouvements à grande échelle peuvent alors être récupérés : une résolution spectrale plus faible aurait élargi les raies et compliqué la détection des mouvements de rotation en “aplatissant” le gradient du champ de vitesse. Enfin, le gain multiplex de GIRAFFE en fait le seul instrument au monde permettant d’obtenir simultanément la cinématique de 15 objets.

## Discussion

Ces résultats contredisent fortement les modèles de formation et d’évolution des galaxies qui prédisent un faible nombre de major mergers à  $z \leq 1$ . Un certain nombre de précautions doivent toutefois être observées avant de considérer ces résultats comme solidement établis :

- la taille de l’échantillon du temps garanti est relativement faible (35 galaxies). Etant donné les faibles nombres dans certaines classifications établies, les incertitudes statistiques associées sont fortes : le nombre de LCGs ayant une cinématique classée comme disque en rotation est ainsi  $3 \pm 1.7$ , et leur fraction est de  $18 \pm 10\%$ . Il est ainsi possible que les résultats rappelés ci-dessus soit fortement affectés par la petite taille de l’échantillon. Il est donc important d’augmenter de manière significative la taille des échantillons afin d’accroître la signification de leur statistique. Cet objectif devrait être atteint par le “Large Program” ESO IMAGES (Intermediate Mass Galaxy Evolution Sequence ; collaboration internationale Italie, Allemagne, Inde, Chine et France, PI : F. Hammer) qui vise un suivi dynamique (avec GIRAFFE) et spectrophotométrique (avec FORS2) de 200 galaxies dans le CDFS ;
- l’influence de la nature de la raie [OII] sur les résultats cinématiques doit être étudiée. Etant donné les caractéristiques de cette raie (doublet spectral, sensi-

bilités à la densité et à la température électronique), il est possible que les cartes cinématiques établies soient significativement affectées, comme par exemple les cartes de dispersion de vitesse lorsque le doublet [OII] est mal résolu. L'obtention, grâce à l'instrument SINFONI, de la cinématique d'un échantillon de galaxies à partir de la raie  $H_\alpha$  décalée dans le proche IR, semble être le meilleur moyen d'approfondir et de confirmer ou non les résultats obtenus dans la raie [OII] pour la dynamique du gaz. Un échantillon de 15 galaxies (45 heures d'observation) sera analysé par SINFONI en mode service au cours du semestre 76 (octobre 2005 - avril 2006) ; ces observations permettront également d'affiner la précision spatiale des cartes cinématiques (0.25 arcsec/pixel au lieu de 0.52 arcsec/pixel) ;

- des simulations complémentaires doivent être réalisées afin de mieux préciser les facteurs de correction utilisés sur la vitesse maximale et la dispersion de vitesse moyenne déduite des observations GIRAFFE. Ce facteur de correction peut en effet affecter de manière significative les bilans d'énergie ou encore les vitesses maximales utilisées pour établir la relation de Tully-Fisher, masquant ainsi une faible évolution en pente ou en point zéro. Ces simulations peuvent être réalisées à partir de données locales (obtenues par interférométrie Perot-Fabry) ou de simulations hydrodynamiques supplémentaires échantillonnant plus finement l'espace des paramètres (fraction de gaz, angle de vue, paramètre d'impact,...) ;
- la relation entre la cinématique du gaz et des étoiles doit être établie : étant donné les processus dynamiques mis en jeu (interactions, outflows,...), la fraction et la nature des galaxies dont le gaz trace effectivement le potentiel gravitationnel doivent être établies. Il est en effet possible que dans les objets complexes (particulièrement les LCGs) la cinématique du gaz soit totalement décorrélée de celle des étoiles dans les galaxies distantes, ce qui remettrait en cause toutes les conclusions associées. Pour lever cette incertitude, il est nécessaire d'observer la cinématique des étoiles, c'est à dire d'observer des raies en absorption. Localement, une telle étude sur des LCGs a été entreprise par Östlin *et al.* (2004) en utilisant le spectrographe à fente FORS2, à partir du triplet du Calcium décalé dans l'infrarouge : ces derniers montrent une certaine décorrélation entre les cinématiques du gaz et des étoiles. L'obtention de spectrographie intégrale de champ dans des raies en absorption sur des galaxies à  $z \sim 0.5$  requiert des observations très difficiles nécessitant de grands temps de pose. Une demande de temps a été réalisée pour le semestre 77 (avril-octobre 2006) pour l'instrument SINFONI en mode AO (PI : B. Neichel).

## Perspectives

Les résultats obtenus par GIRAFFE ouvrent un certain nombre de perspectives intéressantes :

- la comparaison des observations avec des modèles hydrodynamiques permettrait de mieux contraindre les processus dynamiques en jeu au cours des phases LIRGs et LCGs, ainsi que l’état des progéniteurs ;
- des techniques permettant de quantifier et ainsi qualifier la “morphologie” des cartes cinématiques (champs de vitesse et cartes de dispersion) doivent être développées. Ceci permettra d’en extraire le maximum de contraintes possibles. Certaines approches ont été développées pour les galaxies précoces locales, comme la “kinémétrie” (Copin *et al.*, 2001) ;
- l’approfondissement des relations entre la dynamique et l’état physico-chimique du milieu interstellaire des galaxies semble une piste particulièrement prometteuse. Avec l’arrivée de spectrographes à intégrale de champ dans le proche IR comme SINFONI (mono-objet), X-SHOOTER (mono-objet à très large bande passante spectrale) à court terme, KMOS à moyen terme (multi-objets) et FALCON à plus long terme, ce type d’étude, en observant simultanément les raies  $H_\alpha$ ,  $H_\beta$ , [OII], [OIII] et [NII], permettrait d’obtenir des cartes de formation stellaire corrigée de l’extinction, des cartes de distribution de poussière, ainsi que des cartes de métallicité, puis de les corrélérer à la cinématique des objets. Un programme proposant de commencer une telle étude à partir des raies  $H_\alpha$ ,  $H_\beta$ , et [OIII] sur un échantillon de 15 galaxies à  $z \sim 1.2$  sélectionnées dans le CDFS en utilisant le spectrographe SINFONI du VLT a été accepté par l’ESO (PI : M. Puech). Une demande consistant à étendre cette étude à la raie [OII] en utilisant l’instrument GIRAFFE a été réalisée pour le semestre 77 (PI : M. Puech).

D’un point de vue instrumental, le développement des capacités multiplex devra permettre de compenser les temps d’exposition croissants. Ceci passe par de nouveaux concepts de sélection de champ dans le plan focal (“smart focal planes”) ainsi que par la parallélisation des sous-systèmes (par exemple des instruments multi-spectrographes comme MUSE ou KMOS). L’avenir de la spectroscopie intégrale de champ passe également par un couplage étroit avec les systèmes d’optique adaptative. L’OA classique et les systèmes en cours de développement (GLAO/MCAO) ne permettront pas de fournir des corrections suffisantes sur des champs suffisamment grands. Le concept FALCON d’optique adaptative multi-objets semble de ce point de vue très prometteur. Un point important consiste à relier les performances

de l'optique adaptative FALCON aux performances scientifiques. Des simulations seront nécessaires pour contraindre la fraction de lumière requise dans un élément de résolution spatiale, afin de pouvoir établir des cartes cinématiques tels que des champ de vitesse (étude prévue pour l'année 2006 dans le cadre de l'ELT design study).

Enfin, une perspective à encore plus long terme concerne les télescopes de très grands diamètres (ELTs, voir Annexe C). Cette prochaine génération de télescope marque une étape importante dans l'histoire de l'instrumentation en astronomie : les échelles mises en jeu nécessitent de franchir un ordre de grandeur dans la plupart des technologies aujourd'hui mises en oeuvre dans les télescopes et les instruments actuels de la classe des 8-10 mètres. Ces télescopes se caractérisent par leur très grande étendue<sup>3</sup> que la plupart des instruments envisagés à l'heure actuelle ne sont pas capables d'exploiter de manière optimale, tant l'information qui y est contenue est importante (voir par exemple (Russell *et al.*, 2004)). FALCON semble là encore avoir un rôle important à jouer, puisque ce type de concept permettra de tirer efficacement parti des grandes étendues en ne prélevant et ne corrigeant que les zones d'intérêt.

## Bibliographie

- COPIN Y., BACON R., BUREAU M., DAVIES R.L., Emsellem E., Kuntschner H., MILLER B., PELETIER R., VEROLME E.K., et DE ZEEUW P.T. Kinemetry : quantifying kinematic maps. Dans *SF2A-2001 : Semaine de l'Astrophysique Française*, 289–+ 2001.
- HAMMER F., FLORES H., ELBAZ D., ZHENG X.Z., LIANG Y.C., et CESARSKY C. Did most present-day spirals form during the last 8 Gyr?. A formation history with violent episodes revealed by panchromatic observations. *A&A*, 430, 115 2005.
- HAMMER F., GRUEL N., THUAN T.X., FLORES H., et INFANTE L. Luminous Compact Galaxies at Intermediate Redshifts : Progenitors of Bulges of Massive Spirals? *ApJ*, 550, 570 2001.
- RUSSELL A.P., MONNET G., QUIRRENBACH A., BACON R., REDFERN M., ANDERSEN T., ARDEBERG A., ATAD-ETTEDGUI E., et HAWARDEN T.G. Instruments for a European Extremely Large Telescope : the challenges of designing instruments for 30- to 100-m telescopes. Dans *Ground-based Instrumentation for Astronomy. Edited by Alan F. M. Moorwood and Iye Masanori. Proceedings of the SPIE, Volume 5492, pp. 1796-1809 (2004).*, 1796–1809 2004.

---

<sup>3</sup>Produit diamètre-angle solide.



# Annexes





# Annexe A

## Spectroscopie 3D

La spectroscopie 3D est une technique permettant d'obtenir l'information spectrophotométrique  $(x, y, \lambda)$  complète<sup>1</sup> d'un objet. Ceci peut être réalisé de deux manières différentes : par spectroscopie à balayage ou par spectroscopie intégrale de champ (IFS, Integral Field Spectroscopy).

### A.1 Spectroscopie 3D à balayage

Dans la spectroscopie à balayage, les informations spatiale et spectrale sont couplées lors de l'acquisition, et une partie seulement de l'information est obtenue durant chaque pose élémentaire. Un dispositif de balayage permet alors de compléter l'acquisition au cours du temps : par exemple dans l'interféromètre de Perot-Fabry (FPI), l'information spectrale est reconstituée en modifiant l'épaisseur d'une lame, ce qui modifie la longueur d'onde à laquelle les interférences produites dans la lame sont constructives. Les spectromètres à balayage sont par nature sensibles aux variations temporelles des grandeurs évoluant plus vite que le temps de pose global (temps élémentaire de chaque pose multiplié par le nombre de balayages), comme le fond de ciel ou la turbulence atmosphérique. Certaines astuces permettent néanmoins de limiter les dégâts : les utilisateurs de FPI scannent plusieurs fois l'objet en utilisant des temps de pose élémentaires relativement courts, ce qui permet de moyenniser ces effets (Amram, 1991). Toutefois, pour des temps de pose très longs, cette technique ne peut être satisfaisante car elle ne permet pas un contrôle suffisant de la PSF.

---

<sup>1</sup>A l'échantillonnage près.

## A.2 Spectroscopie 3D intégrale de champ

L'idée d'acquérir l'ensemble de l'information 3D en une seule pose est à l'origine de la seconde technique, la spectroscopie intégrale de champ. L'idée consiste à imager sur un détecteur 2D l'ensemble de l'information 3D en une seule exposition afin de garantir une PSF uniforme et un gain de temps par rapport aux techniques de balayage. La spectroscopie intégrale de champ est apparue explicitement en 1958 avec une proposition consistant à utiliser un toron de fibres optiques (Kapany, 1958) pour réarranger un champ rectangulaire en fente, et disposer ainsi toute l'information spatiale le long d'une seule dimension. L'idée est mise en oeuvre dans les années 80 dans le mode dit ARGUS (Vanderriest, 1980), mais avec des pertes en flux élevées. Courtès proposa alors de coupler les fibres optiques à des matrices de micro-lentilles pour réduire les pertes à l'injection (Courtes, 1982). Des techniques utilisant uniquement des matrices de micro-lentilles ont également vu le jour (mode TIGER, (Courtes *et al.*, 1988)). L'image slicer, qui découpe l'objet à partir d'un jeu de miroirs, fait son apparition dans les années 90 (Weitzel *et al.*, 1996; Content, 1997). Le principe de base de la spectroscopie intégrale de champ est d'échantillonner spatialement l'objet avant l'entrée du spectrographe, afin de découpler l'information spatiale de l'information spectrale.

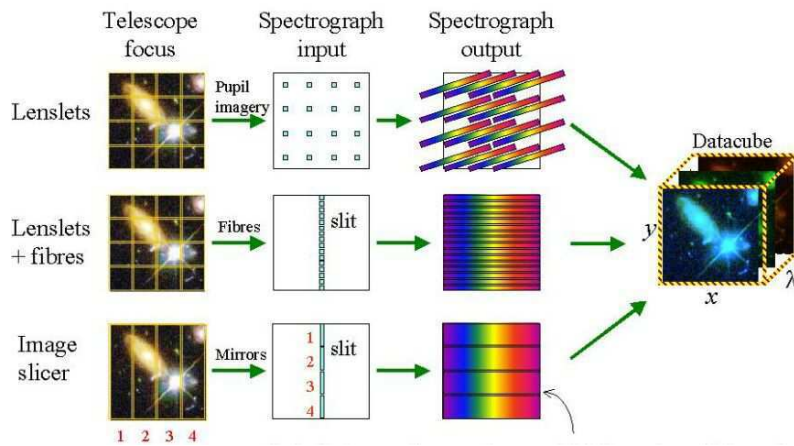


FIG. A.1 – Principales techniques de spectroscopie intégrale de champ. D'après Jeremy Allington-Smith.

La spectroscopie intégrale de champ possède trois avantages sur la spectroscopie à fente :

- la PSF est uniforme sur l'ensemble des données spatiales ;
- les problèmes d'astrométrie sont relaxés puisqu'il suffit d'acquérir la cible dans le champ de l'IFU ;

- les problèmes de réfraction atmosphérique différentielle sont également moins critiques et généralement reportés dans la phase de réduction des données.

Ces trois avantages expliquent bien l'actuel engouement pour cette technique.

Il existe quatre procédés différents de spectroscopie intégrale de champ. Le principe de fonctionnement des trois techniques principales est présenté sur la figure A.1. La spectroscopie intégrale de champ est de plus en plus une spectroscopie multi-objets (MOS, Multi-Objets Spectroscopy) : en analysant uniquement les zones d'intérêt, le nombre de spectres à imager est fortement réduit, ce qui permet d'optimiser le remplissage du CCD avec de l'information utile.

### A.2.1 IFUs à micro-lentilles

Dans les IFUs à micro-lentilles, une matrice de micro-lentilles est placée dans un plan focal, ce qui permet d'échantillonner spatialement l'objet. Chaque micro-lentille forme une micro-pupille en entrée du spectrographe. L'élément dispersif et la trame de microlentilles sont en général décalés d'un certain angle permettant d'incliner les spectres et d'éviter ainsi leur chevauchement (voir l'exemple de TIGER ou d'OASIS, (Bacon *et al.*, 1995)). Les inconvénients de cette technique sont les pertes importantes par diffusion (20 à 25 %, (Lee *et al.*, 1998)) et la faible efficacité de remplissage du CCD (environ 25%). Elle est cependant bien maîtrisée par l'industrie, ce qui rend son coût peu élevé et explique que certains instruments l'utilisent encore, comme SAURON (Bacon *et al.*, 2001).

### A.2.2 IFUs à fibres optiques

Dans les IFUs à fibres, l'objet est directement échantillonné dans le plan focal par un toron de fibres (Larkin *et al.*, 2000). Les fibres sont alors réarrangées spatialement pour former la fente d'entrée du spectrographe. Des fibres additionnelles permettent de mesurer simultanément le fond de ciel. L'efficacité de remplissage au niveau du CCD est encore relativement faible ( $\sim 40\%$ ) car il faut échantillonner le coeur de fibre de forme circulaire sur des pixels carrés. Le principal défaut de cette technique est la perte par FRD (Focal Ratio Degradation) due à la modification de l'ouverture du faisceau durant la propagation dans la fibre par des effets de diffusion. Cet effet peut être en partie corrigé par l'ajout de micro-lentilles en sortie de fibres de manière à adapter l'ouverture avec celle du spectrographe. Les fibres optiques introduisent également une perte à l'échantillonnage due à la gaine des fibres (voir figure A.2). Cette technique a été utilisée sur plusieurs instruments comme

2D-FIS/ISIS (Garcia *et al.*, 1994), MOS-ARGUS (Crawford et Vanderriest, 1996) ou encore INTEGRAL/WYFFOS (Arribas *et al.*, 1998).

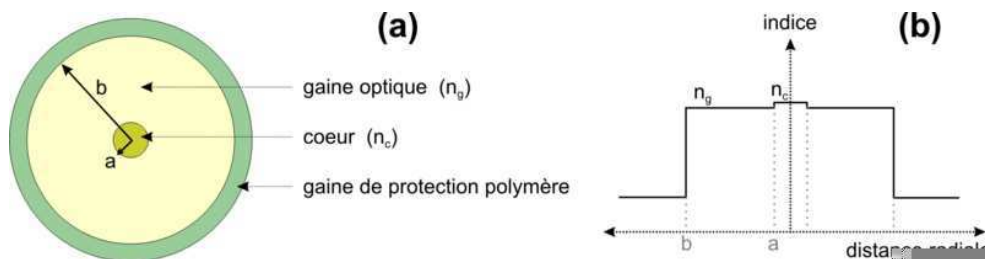


FIG. A.2 – Principe de fonctionnement d’une fibre optique à saut d’indice : la lumière est transmise dans le cœur par réflexion totale sur la gaine. Cette dernière induit inévitablement une perte de lumière à l’échantillonnage.

### A.2.3 IFUs à micro-lentilles et fibres optiques

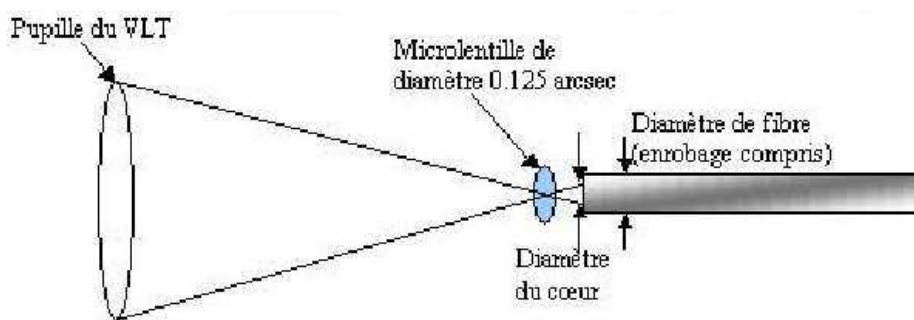


FIG. A.3 – Schéma de principe des IFUs à fibres et micro-lentilles : la micro-lentille image la pupille du télescope dans le cœur de fibre (d’après F. Chemla).

Dans les IFUs couplant micro-lentilles et fibres optiques, les micro-lentilles font l’image de la pupille du télescope dans le cœur des fibres qui transportent la lumière vers le spectrographe (Larkin *et al.*, 2000). Cette technique bénéficie à la fois des avantages des fibres (flexibilité) et des micro-lentilles (échantillonnage spatial efficace). Le principal problème de cette technique reste la transmission modérée de l’ensemble (50 à 80 %) due aux interfaces successives, notamment au niveau de l’alignement micro-lentilles/fibres (voir à titre d’exemple la transmission de l’IFU GIRAFFE dans la table A.2.3) qui peut décentrer l’image de la pupille du télescope par rapport au cœur de fibre. La grande force de cette technique est la flexibilité qu’elle permet au niveau du transport de faisceau grâce aux fibres optiques. Elle est donc encore très couramment utilisée comme par exemple dans GMOS-IFU (Content, 1997), FLAMES/GIRAFFE (Pasquini *et al.*, 2000) ou encore VIMOS-IFU

(Bonneville, 2002). C’est ce type d’IFU qui a d’abord été envisagé pour FALCON (voir premier article du chapitre 5) : la grande flexibilité des fibres permet de transporter facilement la lumière vers le spectrographe après correction et échantillonnage dans le plan focal.

Elément	Transmission (%)	remarque
Prisme	98-99	
Pertes Fresnel	92	Changement indice air/prisme
Bonding	96-99	Couche d’air $\mu l$ /fibres
Boundaries	95	Effets de bords des $\mu l$
Décentrement	87	Ecart pupilles VLT/fibre
Absorption fibre	87-94	Pour 10m
Parallélisme axe optique fibre	97	Due aux torsions
Sous-total	60-68	
FRD	80	Diffusion intra fibre
<b>Total</b>	<b>48-54</b>	

TAB. A.1 – Transmission de l’IFU GIRAFFE, d’après la Final Design Review.

#### A.2.4 IFUs à image slicer

Dans cette technique, un premier jeu de miroirs (“miroir slicer”) placé dans le plan focal image du télescope découpe l’image de l’objet en tranches qui sont redirigées de manière à ne former qu’une seule ligne sur un deuxième jeu de miroirs où est imagée la pupille du télescope. Celui-ci (“miroir pupille”) redirige la lumière vers un troisième miroir (“miroir fente”), où est à nouveau formée une image, et qui constitue la fente d’entrée du spectrographe (Content, 1997; Krabbe *et al.*, 1997; Content *et al.*, 2000). Cette technique semble la plus prometteuse car elle maximise l’efficacité de remplissage sur le CCD ( $\sim 90\%$ ), la localisation spatiale étant conservée le long d’une dimension (celle qui n’est pas échantillonnée par le premier jeu de miroirs, voir figure A.5). Dans la direction de dispersion, l’échantillonnage spatial est réalisé par le dissecteur d’image mais il faut tout de même 2 pixels par tranche pour réaliser l’échantillonnage spectral, et donc un total de 4 pixels par élément de résolution spatial dans cette direction. Sur la direction d’ortho-dispersion, il faut donc également 4 pixels car l’élément de résolution est carré, ce qui représente un gaspillage de pixels sur le détecteur : c’est en effet le détecteur qui réalise directement l’échantillonnage le long de cette direction car l’information spatiale est conservée le long de cet axe par le dissecteur. En théorie, il suffit donc de 2 pixels par élément de

résolution dans cette direction, et c'est pourquoi la plupart des dissecteurs d'image intègrent une fonction d'anamorphose qui rend la forme de l'élément de résolution spatial rectangulaire (la longueur correspondant à la direction de dispersion) et non plus carrée, ce qui permet d'économiser 50% de pixels sur le CCD (voir figure A.4). Enfin, les IFUs à IS ont une très bonne transmission ( $>90\%$  en général) puisqu'ils ne comportent que des surfaces réfléchissantes. Les IS sont particulièrement utilisés dans l'IR car facilement cryogénisables, comme par exemple dans SINFONI (Eisenhauer *et al.*, 2000), MUSE (Henault *et al.*, 2003) ou KMOS (Sharples *et al.*, 2004), et même dans le spatial avec NGST-NIRSPEC (Prieto *et al.*, 2003).

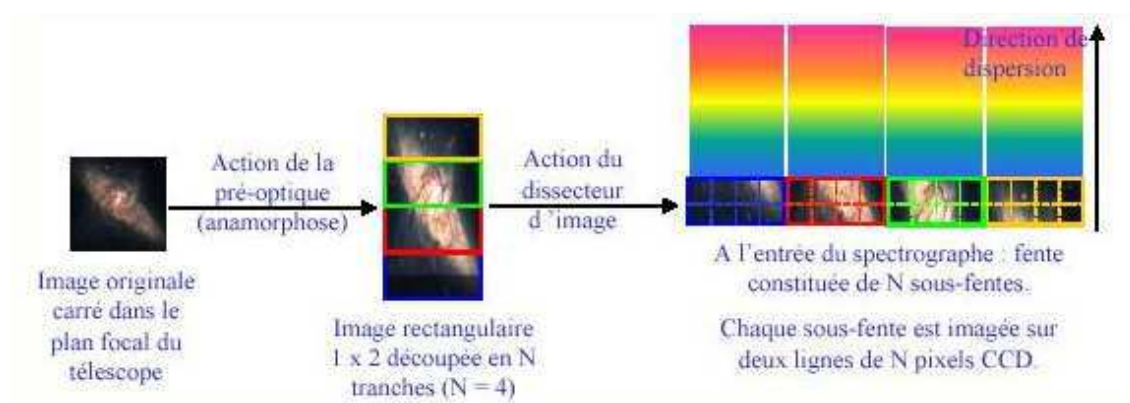


FIG. A.4 – Principe de l'anamorphose dans un dissecteur d'image (d'après (Bonneville, 2002)) : il ne faut plus que deux pixels dans la direction d'ortho-dispersion au lieu de quatre pour réaliser l'échantillonnage spatial.

L'utilisation d'image slicers permettrait également un gain non négligeable en transmission car les fibres optiques induisent des pertes importantes dues à la FDR et aux décentrement entre l'axe optique du télescope et ceux des fibres (voir ci-dessus, bien qu'il faille un nombre accru de surfaces réfléchissantes afin de transporter le faisceau hors du plan focal).

## Bibliographie

- AMRAM P. *Etude cinématique du gaz ionisé dans les galaxies spirales. Importance de l'environnement : galaxies binaires et galaxies d'amas.* Marseille : Université de Provence 1991.
- ARRIBAS S., CARTER D., CAVALLER L., DEL BURGO C., EDWARDS R., FUENTES F.J., GARCIA A.A., HERREROS J.M., JONES L.R., MEDIAVILLA E., PI M., POLLACCO D., RASILLA J.L., REES P.C., et SOSA N.A. INTEGRAL : a matrix optical fiber system for WYFFOS. Dans *Proc. SPIE Vol. 3355, p. 821-827, Optical Astronomical Instrumentation, Sandro D'Odorico ; Ed.*, 821–827 1998.
- BACON R., ADAM G., BARANNE A., COURTES G., DUBET D., DUBOIS J.P., EMSELLEM E., FERRUIT P., GEORGELIN Y., MONNET G., PECONTAL E., ROUSSET A., et SAY F. 3D

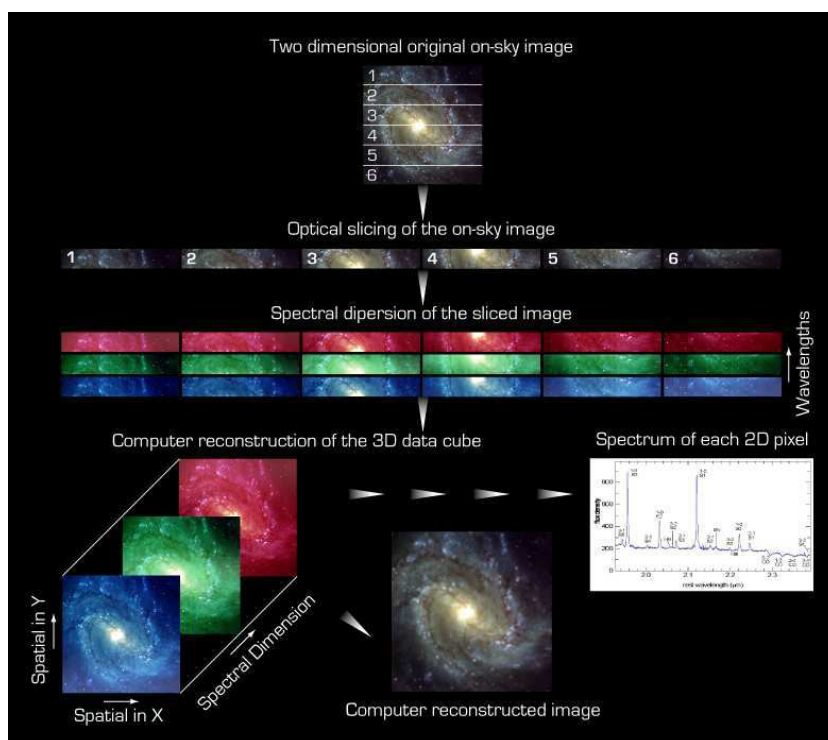


FIG. A.5 – Principe de l'image slicer. [Source : [www.eso.org](http://www.eso.org)]

spectrography at high spatial resolution. I. Concept and realization of the integral field spectrograph TIGER. *A&AS*, 113, 347 1995.

BONNEVILLE C. La spectroscopie intégrale de champ : étude et réalisation. *Ph.D. Thesis* 2002.

CONTENT R. New design for integral field spectroscopy with 8-m telescopes. Dans *Proc. SPIE Vol. 2871, p. 1295-1305, Optical Telescopes of Today and Tomorrow*, Arne L. Ardeberg ; Ed., 1295–1305 1997.

CONTENT R., ALLINGTON-SMITH J.R., ROBERTSON D.J., LE FEVRE O., PRIETO E., DELABRE B., et POSSELT W. ESA NGST integral field and multiobject spectrograph slicer system. Dans *Proc. SPIE Vol. 4013, p. 851-860, UV, Optical, and IR Space Telescopes and Instruments*, James B. Breckinridge ; Peter Jakobsen ; Eds., 851–860 2000.

COURTES G. An Integral Field Spectrograph (IFS) for Large Telescopes. Dans *ASSL Vol. 92 : IAU Colloq. 67 : Instrumentation for Astronomy with Large Optical Telescopes*, 123–+ 1982.

COURTES G., GEORGELIN Y., MONNET R.B.G., et BOULESTEIX J. A New Device for Faint Objects High Resolution Imagery and Bidimensional Spectrography - First Observational Results with TIGER at CFHT 3.6-METER Telescope. Dans *Instrumentation for Ground-Based Optical Astronomy, Present and Future. The Ninth Santa Cruz Summer Workshop in Astronomy and Astrophysics, July 13- 24, 1987, Lick Observatory. Editor, L.B. Robinson ; Publisher, Springer-Verlag, New York, NY, 1988. LC # QB856 .S26 1987. ISBN # 0-387-96730-3. P.266, 1988, 266–+ 1988.*

CRAWFORD C.S. et VANDERRIEST C.V. ARGUS Spectroscopy of a Jet-Cloud Interaction in the Quasar 3C254. *Bulletin d'information du telescope Canada-France-Hawaii*, 34, 3 1996.

EISENHauer F., TECZA M., MENGEL S., THATTE N.A., ROEHRLE C., BICKERT K., et SCHREIBER J. Imaging the universe in 3D with the VLT : the next-generation field spectrometer



- SPIFFI. Dans *Proc. SPIE Vol. 4008*, p. 289-297, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds., 289-297 2000.
- GARCIA A.A., RASILLA J.L., ARRIBAS S., et MEDIAVILLA E. Bidimensional spectroscopy with optical fibers at the William Herschel and Nordic Optical Telescopes. Dans *Proc. SPIE Vol. 2198*, p. 75-86, *Instrumentation in Astronomy VIII*, David L. Crawford; Eric R. Craine; Eds., 75-86 1994.
- HENAULT F., BACON R., BONNEVILLE C., BOUDON D., DAVIES R.L., FERRUIT P., GILMORE G.F., LEFEVRE O., LEMONNIER J.P., LILLY S., MORRIS S.L., PRIETO E., STEINMETZ M., et DE ZEEUW P.T. MUSE : a second-generation integral-field spectrograph for the VLT. Dans *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes. Edited by Iye, Masanori; Moorwood, Alan F. M. Proceedings of the SPIE, Volume 4841*, pp. 1096-1107 (2003)., 1096-1107 2003.
- KAPANY N. *Concepts of Classical Optics*. J. Strong. (San Francisco : Freeman 1958.
- KRABBE A., THATTE N.A., KROKER H., TACCONI-GARMAN L.E., et TECZA M. 3D : a new generation imaging spectrometer. Dans *Proc. SPIE Vol. 2871*, p. 1179-1186, *Optical Telescopes of Today and Tomorrow*, Arne L. Ardeberg; Ed., 1179-1186 1997.
- LARKIN J.E., QUIRRENBACH A., et GRAHAM J.R. Image Slicing with Infrared Fibers. Dans *ASP Conf. Ser. 195 : Imaging the Universe in Three Dimensions*, 508-+ 2000.
- LEE D., ALLINGTON-SMITH J.R., CONTENT R., et HAYNES R. Characterization of microlens arrays for integral field spectroscopy. Dans *Proc. SPIE Vol. 3355*, p. 810-820, *Optical Astronomical Instrumentation*, Sandro D'Odorico; Ed., 810-820 1998.
- PRIETO E., BONNEVILLE C., FERRUIT P., ALLINGTON-SMITH J.R., BACON R., CONTENT R., HENAULT F., LEFEVRE O., et BLANC P.E. Great opportunity for NGST-NIRSPEC : a high-resolution integral field unit. Dans *IR Space Telescopes and Instruments. Edited by John C. Mather . Proceedings of the SPIE, Volume 4850*, pp. 486-492 (2003)., 486-492 2003.
- SHARPLES R.M., BENDER R., LEHNERT M.D., RAMSAY HOWAT S.K., BREMER M.N., DAVIES R.L., GENZEL R., HOFMANN R., IVISON R.J., SAGLIA R., et THATTE N.A. KMOS : an infrared multiple-object integral field spectrograph for the ESO VLT. Dans *Ground-based Instrumentation for Astronomy. Edited by Alan F. M. Moorwood and Iye Masanori. Proceedings of the SPIE, Volume 5492*, pp. 1179-1186 (2004)., 1179-1186 2004.
- VANDERRIEST C. A fiber-optics dissector for spectroscopy of nebulosities around quasars and similar objects. *PASP*, 92, 858 1980.
- WEITZEL L., KRABBE A., KROKER H., THATTE N., TACCONI-GARMAN L.E., CAMERON M., et GENZEL R. 3D : The next generation near-infrared imaging spectrometer. *A&AS*, 119, 531 1996.

# Annexe B

## Eléments d'optique adaptative

### B.1 La turbulence atmosphérique

La température de l'atmosphère est essentiellement fixée par le rayonnement solaire reçu. Or celui-ci n'est pas uniforme sur de grandes échelles, ce qui provoque des fluctuations spatiales de température et des mouvements de convection qui transportent ces inhomogénéités vers des échelles plus petites. Ces mouvements de convection, mêlés à des instabilités hydrodynamiques, sont à l'origine de la nature turbulente de l'atmosphère terrestre (figure B.1), qui transfère ainsi l'énergie des grandes vers les petites échelles où elle finit par se dissiper par frottements visqueux à une échelle interne  $l$ , qui varie de quelques millimètres près du sol à quelques centimètres en altitude.

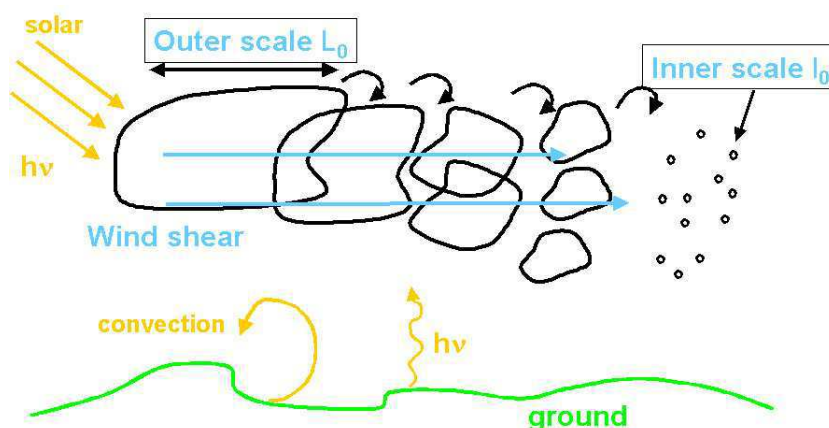


FIG. B.1 – Structure de la turbulence atmosphérique. [Source : <http://astron.berkeley.edu/>]

Ces phénomènes turbulents ont une incidence directe sur l’indice de réfraction de l’atmosphère puisque ceux-ci sont liés par la formule de Gladstone :

$$n_0 = 1 + 77.6(1 + 7.52 \cdot 10^{-3} \lambda(\mu m)^{-2}) \frac{P(mbar) \cdot 10^{-6}}{T(K)} \quad (B.1)$$

où l’on voit que les fluctuations de températures dominent celles de pression comme principale cause de fluctuation de l’indice de réfraction.

Moyennant certaines hypothèses sur la nature de la turbulence (isotropie, homogénéité et stationnarité), il est alors possible de recourir à une modélisation statistique des effets de la turbulence atmosphérique sur les fronts d’ondes lumineux. Le modèle le plus utilisé est celui de Kolmogorov (1941, dite “théorie K41”). Dans le régime dit “inertiel” (échelle comprise entre l’échelle interne  $l$  et l’échelle externe  $L_0$  qui représente la limite supérieure des tourbillons donnant naissance à la turbulence), cette théorie montre que la turbulence atmosphérique possède des propriétés de similarités qui se traduisent par un spectre d’énergie turbulente en loi de puissance, caractéristique des processus stochastiques browniens dit fractionnaires (Schwartz *et al.*, 1994; Pérez *et al.*, 2004). Il est alors possible de relier la cinématique de la turbulence à sa thermodynamique (Obukhov 1949, Tatarskii 1961) et d’obtenir une expression explicite de la densité spectrale de puissance des fluctuations de l’indice de réfraction (voir par exemple (Rodier, 1981; Goodman, 2000)) :

$$\phi_n(k) = 0,0333 C_n^2 k^{-11/3} \quad (B.2)$$

où  $C_n^2$  est la constante de structure de l’indice de réfraction décrivant la variation de la turbulence en fonction de l’altitude.

La connaissance du  $C_n^2$  devient cruciale dans les nouvelles générations de systèmes d’OA comme en MCAO ou GLAO (voir sections suivantes). Des observations ont permis de mettre en évidence une structure en couches qui se déplacent à vitesse constante (Gendron et Lena, 1996). La turbulence a un temps d’évolution  $\tau_0$  faible (quelques ms) : celle-ci peut être considérée comme “gelée” lors de son passage devant la pupille du télescope (Taylor 1937). Cette propriété de la turbulence peut être utilisée pour directement déduire ses propriétés temporelles des propriétés spatiales (Rodier *et al.*, 1993; Conan *et al.*, 1995). De nombreuses études ont été dédiées à la mesure du  $C_n^2$  (Abahamid *et al.*, 2004a; Abahamid *et al.*, 2004b), faisant apparaître une décroissance générale du  $C_n^2$  en fonction de l’altitude, avec un pic situé autour de 10 km. Des différences apparaissent toutefois dans les couches de surface [0-50m] et de sol [0-1km] d’un site à l’autre. (Fusco *et al.*, 1999) ont montré qu’un nombre de 2-3 couches localisées en altitude suffisait à modéliser de manière satisfaisante le  $C_n^2$ .

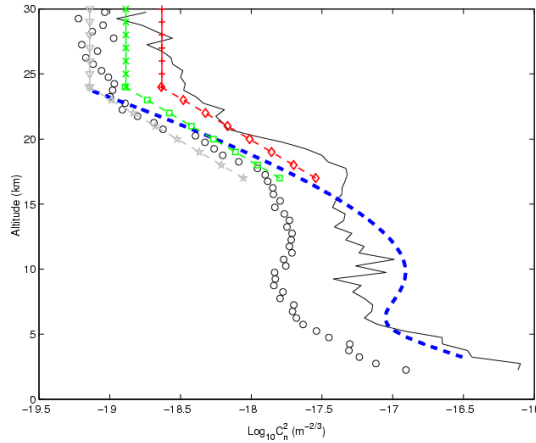


FIG. B.2 – Mesure du profil de  $C_n^2$  (Abahamid *et al.*, 2004a). La courbe en traits pleins noirs indique le profil moyen, et les cercles noirs le profil médian mesuré à partir de 169 lancers de ballons sur 9 sites. La ligne en pointillés bleus indique le profil de Hufnagel (Hufnagel et Stanley, 1964), longtemps utilisé. Les autres courbes indiquent différents modèles.

En réalité la modélisation de Kolmogorov établie dans le régime inertiel n'est physiquement pas acceptable car l'atmosphère possède une quantité finie d'air, ce qui est incompatible avec le pôle en zéro de  $\phi_n(k)$ . Van Karman a ainsi introduit un terme de coupure aux basses fréquences<sup>1</sup> :

$$\phi_n(k) = 0,0333C_n^2(k^2 + k_0^2)^{-11/6} \quad (\text{B.3})$$

avec  $k_0 = 2\pi/L_0$ . L'échelle externe de la turbulence vaut typiquement entre 15 et 30 mètres dans la plupart des sites astronomiques professionnels (Martin *et al.*, 1998; Martin *et al.*, 2000). Avec l'avènement des grands télescopes de 8-10 mètres et les projets des futurs grands télescopes de 20-30, voire 100 mètres, il devient nécessaire de prendre en compte les effets de  $L_0$  (par exemple (Sasiela et Shelton, 1993; Conan, 2000)).

La fluctuation de l'indice de réfraction va à son tour provoquer des fluctuations dans l'amplitude et la phase des ondes lumineuses traversant l'atmosphère. L'hypothèse dite de "champ proche" consiste à négliger les effets d'amplitude, responsable de la scintillation, car ceux-ci sont quasi-systématiquement négligeables devant ceux de phase. Dans le modèle de Kolmogorov il suffit alors de trois paramètres pour caractériser entièrement les effets d'une couche turbulente sur le front d'onde :

<sup>1</sup>Il faut en toute rigueur également ajouter un terme de coupure aux hautes fréquences prenant en compte l'effet de  $l$ , souvent négligé car sans incidence sur la phase de l'onde lumineuse. Il devient en revanche important lorsque les effets de scintillations doivent être pris en compte (par exemple en XAO, eXtreme AO).

- le paramètre de Fried  $r_0$ , qui caractérise la dimension spatiale sur laquelle la phase reste cohérente (Fried, 1965; Fried, 1966) ;
- le temps de Taylor  $\tau_0$ , qui caractérise la durée pendant laquelle la phase reste cohérente et où la correction peut être effectuée avant que la phase n'ait significativement changé (Greenwood et Fried, 1976; Greenwood, 1977; Fried, 1990).
- l'angle d'isoplanétisme  $\theta_0$  (Fried, 1982) qui caractérise le domaine sur lequel l'atmosphère présente une PSF constante ;

Dans ce modèle, la FWHM d'une PSF est reliée à  $r_0$  par (Sarazin et Roddier, 1990) :

$$FWHM \sim 0.976 \frac{\lambda}{r_0}$$

où  $r_0$  varie en  $\lambda^{6/5}$ .

Dans un modèle de van Karman, il faut ajouter l'échelle externe  $L_0$  à la liste de paramètres : puisque celle-ci diminue l'énergie turbulente des basses fréquences, elle modifie la relation précédente (Tokovinin, 2002) qui devient :

$$FWHM_{VK} = FWHM_{Kolmo} \sqrt{1 - 2.183 \left( \frac{r_0}{L_0} \right)^{0.356}}$$

## B.2 L'Optique Adaptative

L'Optique Adaptative (OA) a été développée dans les années 70 (Buffington *et al.*, 1977; Hardy *et al.*, 1977) à partir d'une idée proposée par (Babcock, 1953). Le premier système à voir le jour fut le prototype COME-ON (Rousset *et al.*, 1990) installé sur le télescope de 1.52 mètres de l'OHP puis sur le 3.6m de la Silla (Rigaut *et al.*, 1991). Tous les grands télescopes sont aujourd'hui équipés de tels systèmes, comme NAOS au VLT (Rousset *et al.*, 1998; Rousset *et al.*, 2003).

L'idée de base de l'OA est simple : mesurer et corriger en temps réel les déformations de phase du front d'onde. Pour ce faire, les systèmes d'OA reposent sur les propriétés suivantes :

- les perturbations de chemins optiques sont achromatiques<sup>2</sup> : on peut mesurer la perturbation à une longueur d'onde et corriger à une autre ;
- la perturbation n'est pas infiniment rapide :  $\tau_0$  est typiquement de l'ordre de 10 ms, ce qui laisse le temps de calculer la correction avant que la turbulence n'ait significativement évolué ;

---

<sup>2</sup>à condition de négliger la dispersion atmosphérique  $n(\lambda)$  (voir équation B.1), la dépendance de  $r_0$  en  $\lambda^{6/5}$  rend le chemin optique indépendant de la longueur d'onde.

- l'étendue transversale de la perturbation n'est pas infiniment petite :  $r_0$  est typiquement de l'ordre de 10 cm (à une longueur d'onde de 500 nm), ce qui rend l'échantillonnage possible sur un pas fini (Walters et Bradford, 1997) ;
- la taille finie du champ d'isoplanétisme  $\theta_0$  permet l'utilisation d'étoiles de référence pour mesurer la perturbation atmosphérique dans un domaine où celle-ci peut être considérée comme identique à celle de l'objet d'intérêt dont on cherche à corriger le front d'onde.

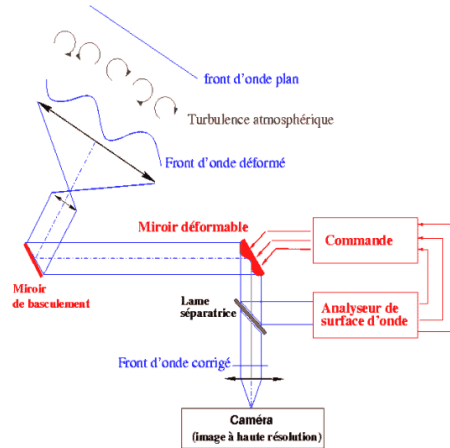


FIG. B.3 – Principe d'un système d'OA. Le système fonctionne en boucle fermée car l'analyseur est placé après le miroir déformable. [Source : [www.onera.fr/conferences.naos/images/](http://www.onera.fr/conferences.naos/images/).]

L'architecture générale d'un système d'OA est présentée sur la figure B.3. Le front d'onde est d'abord mesuré par un analyseur (ASO, Analyseur de Surface d'Onde; (Rousset *et al.*, 1994)) à partir d'une étoile de référence située dans le domaine d'isoplanétisme  $\theta_0$  de l'objet d'intérêt. Les principaux analyseurs sont les analyseurs de type Shack-Hartman (qui mesure le gradient de la phase, (Fried, 1976; Rigaut et Gendron, 1992)), de type courbure (qui mesure le laplacien de la phase; (Roddier, 1990; Roddier *et al.*, 1993)) ou de type pyramidal (qui mesure le gradient de la phase; (Ragazzoni, 1996; Ragazzoni et Farinato, 1999)). La phase est ensuite reconstruite puis corrigée grâce, en général, à un miroir déformable (DM, Deformable Mirror; (Séchaud, 1999)). Un miroir de basculement est généralement utilisé pour stabiliser l'image (correction des modes de tip-tilt) en amont du DM car celui-ci ne possède pas assez de dynamique pour corriger l'ensemble de la turbulence. Le fait que l'ASO soit placé *après* le DM est une caractéristique importante des systèmes d'OA : ceux-ci fonctionnent en boucle fermée, c'est-à-dire que l'ASO ne voit que les résidus de phase non compensés.

La stratégie de commande d'un système d'OA est un élément clé. La première étape consiste, à partir des mesures réalisées par l'ASO (du gradient ou du lapla-



FIG. B.4 – Base des polynômes de Zernike. Les premiers modes sont très similaires aux aberrations optiques du 3ème ordre, ce qui a grandement popularisé cette base auprès des opticiens. [Source : <http://research.opt.indiana.edu/>.]

cien de la phase selon l'ASO), à estimer une commande pour le DM qui soit la plus optimale possible, c'est à dire qui minimise la variance résiduelle de phase (Demerle *et al.*, 1994; Gendron et Lena, 1994; Gendron et Lena, 1995; Ellerbroek *et al.*, 1994; Dessenne *et al.*, 1997; Le Roux *et al.*, 2004). Certains algorithmes tentent même de tirer parti de la nature fractale de la turbulence pour en prédire l'évolution (Schwartz *et al.*, 1994). La plupart de ces approches sont modales, ce qui permet de réduire la complexité de la phase turbulente à un nombre fini de degrés de liberté qui concentrent l'essentiel de l'énergie turbulente (Fried, 1965; Wang et Silva, 1980). Les bases les plus naturelles sont celles de Zernike, qui est orthogonale sur une pupille circulaire (Noll, 1976; Mahajan, 1981; Hu *et al.*, 1989; Winker, 1991; Chassat, 1992; Conan, 1994; Voitsekhovich et Cuevas, 1995), et de Karhunen-Loeve, dont les modes sont statistiquement indépendants (Wang et Markey, 1978; Dai, 1995; Dai, 1996). Ces derniers ne possèdent pas d'expression analytique, c'est pourquoi la base de Zernike est très souvent utilisée dans la modélisation des systèmes d'OA.

Les systèmes d'OA souffrent de plusieurs limitations. La première est que pour fonctionner de manière optimale, l'OA nécessite des étoiles relativement brillantes et proches de l'objet d'intérêt (dans  $\theta_0$ , c'est-à-dire quelques arcsec dans le visible, voir plus haut). Ceci se traduit par une couverture du ciel de l'ordre du pour-cent (Rigaut et Gendron, 1992). Les progrès réguliers faits dans le domaine des ASO

permettent petit à petit d'utiliser des étoiles guides (GS) de plus en plus faibles, ce qui, indirectement, se traduit aussi par une augmentation du nombre de GS utilisables pour un objet donné. Malgré tout, ce nombre n'est toujours pas suffisant pour assurer une couverture du ciel significative, surtout au pôle galactique (Bahcall et Soneira, 1980; Bahcall et Soneira, 1981). D'autre part, les correcteurs actuels sont limités en nombre d'actionneurs, ce qui restreint l'utilisation de l'OA au mieux dans le domaine proche IR, là où les effets de la turbulence atmosphérique sont réduits (car  $r_0 \sim \lambda^{6/5}$ ).

## B.3 Optique Adaptative et grands champs

Plusieurs techniques ont été proposées afin d'augmenter la taille des champs de vue corrigés : les étoiles lasers, l'optique adaptative multi-conjuguée et la correction de la couche de sol. Toutefois, aucune de ces techniques ne permet de corriger des champs de plusieurs dizaines de minutes d'arc comme il est envisagé dans FALCON.

### B.3.1 Etoiles Guides Lasers

L'idée est apparue d'utiliser des étoiles artificielles (LGS, Laser Guide Star) créées à partir de faisceaux lasers pour exciter des atomes de sodium situés à 90 km d'altitude (Foy et Labeyrie, 1985; Happer *et al.*, 1994; Molodij et Rousset, 1997). Malheureusement, cette technique rencontre deux difficultés importantes. La première est l'effet de cône : les chemins optiques des fronts d'ondes issus de l'objet et de la LGS sont différents (Fried et Belsher, 1994) à cause de la proximité de l'étoile artificielle. Cet effet de cône peut être corrigé en calculant la distribution de la turbulence en altitude à partir de plusieurs LGS par tomographie (Tallon et Foy, 1990; Welsh et Gardner, 1991; Fried, 1995). D'autre part il n'est pas possible de mesurer le tip-tilt pour de tels systèmes car la lumière suit le même trajet lors de la création de la LGS (montée du faisceau laser) et la mesure (Rigaut et Gendron, 1992). Plusieurs solutions ont là aussi pu être envisagées, comme le recours à des télescopes auxiliaires (Ragazzoni *et al.*, 1995; Esposito *et al.*, 2000) ou l'utilisation de plusieurs LGS (Ragazzoni, 1996; Ragazzoni *et al.*, 1998; Ragazzoni et Rigaut, 1998). Une technique prometteuse semble être l'étoile laser polychromatique qui utilise la dépendance en longueur d'onde de l'indice de réfraction (Foy *et al.*, 1995), bien qu'elle n'ait pas encore été complètement démontrée (Schoeck *et al.*, 2000). Des solutions intermédiaires ont également été explorées, comme l'utilisation de plusieurs LGS et de NGS (Viard *et al.*, 2002). Actuellement, les systèmes en cours de développement, notamment à



l’ESO (Bonaccini Calia *et al.*, 2004), utilisent une NGS (pour la mesure du tip-tilt) et une LGS (pas de correction de l’effet de cône), car ces systèmes permettent de sélectionner une NGS plus faible et plus loin de l’objet qu’en AO classique (Rigaut et Gendron, 1992; Le Louarn *et al.*, 1998). Les premiers résultats obtenus avec ce type de système au télescope Keck II montrent que la qualité d’image obtenue est encore inférieure au télescope spatial HST, mais permet déjà de mieux contraindre la morphologie des galaxies (Melbourne *et al.*, 2005). Le premier système multi-LGS a récemment été testé avec succès sur le ciel et semble montrer que les difficultés technologiques peuvent être surmontées (Lloyd-Hart *et al.*, 2005).

### B.3.2 Optique Adaptative Multi-Conjuguée

La tomographie permet de reconstituer la distribution en volume de la turbulence. L’approche la plus courante est de type “star oriented” : plusieurs ASO sont utilisés pour réaliser des mesures intégrées de la turbulence selon différentes directions (figure B.5). La distribution en altitude de la turbulence est alors déduite par dé-projection de ces mesures (Tallon et Foy, 1990; Ragazzoni et Farinato, 1999; Fusco *et al.*, 1999; Tokovinin *et al.*, 2001). Une autre approche, dite “layer oriented”, consiste à conjuguer optiquement chaque ASO avec une couche turbulente (Ragazzoni *et al.*, 2002). L’avantage de cette approche est d’augmenter la couverture de ciel et le SNR lors de la mesure (Ragazzoni *et al.*, 2002; Bello *et al.*, 2003). L’avantage principal de la tomographie est que les étoiles utilisées pour réaliser la tomographie ne doivent plus nécessairement être situées dans le champ isoplanétique  $\theta_0$ , ce qui facilite grandement la mesure et augmente la couverture de ciel. La technique de tomographie a été démontrée sur le ciel par (Ragazzoni *et al.*, 2000).

Dans l’OA classique, le DM est placé dans une pupille et piloté de manière à corriger au mieux l’ensemble de la turbulence. La tomographie a rendu possible une idée qui consiste à utiliser non plus un seul DM, mais plusieurs DM optiquement conjugués de différentes couches turbulentes en altitude (MCAO, Multi-Conjugate AO; (Dicke, 1975; Beckers, 1988; Beckers, 1989)). La MCAO profite donc d’un avantage d’isoplanétisme fourni par la tomographie en corrigeant individuellement les couches les plus turbulentes au lieu d’une correction intégrée moyennée sur toute la ligne de visée. La MCAO offre donc des performances meilleures sur un champ plus grand, typiquement 1 à 2 arc-minutes (Johnston et Welsh, 1994; Diolaiti *et al.*, 2001; Tokovinin *et al.*, 2001; Le Louarn *et al.*, 1998; Le Roux *et al.*, 2004). Les premiers systèmes de MCAO commencent à voir le jour, notamment dans le domaine solaire (Langlois *et al.*, 2004). De nombreux projets sont en cours de réalisation pour démontrer la faisabilité de la MCAO (par exemple MAD, (Marchetti *et al.*, 2004)).

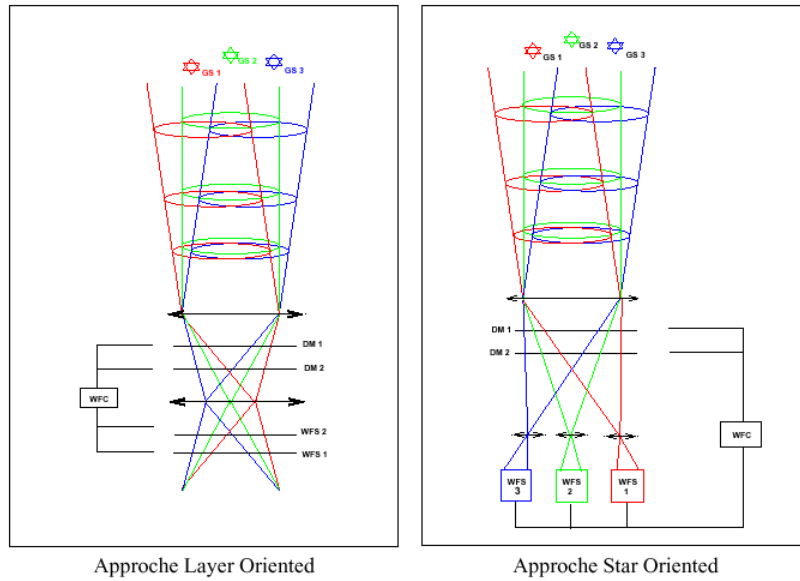


FIG. B.5 – Principe des différentes approches “layer oriented” et “star oriented” utilisées en tomographie (Le Roux *et al.*, 2003). Dans la première approche, chaque ASO est conjugué d’une couche turbulente donnée et peut donc voir plusieurs étoiles ce qui augmente le SNR lors de la mesure.

### B.3.3 Ground Layer Adaptive Optics

La turbulence atmosphérique n’est pas répartie uniformément en altitude (voir figure B.2) : dans la plupart des sites, la turbulence est majoritairement dans la couche de sol ( $<1$  km d’altitude, (Abahamid *et al.*, 2004a)). L’idée de ne corriger que la couche de sol (GLAO, Ground Layer AO) a donc été proposée (Rigaut, 2002). Un avantage immédiat est que la couche de sol est celle de plus grand domaine isoplanétique : la correction calculée dans une direction est donc valide sur un plus grand domaine angulaire, ce qui permet d’accroître fortement la couverture du ciel (Tokovinin, 2004). L’instrument MUSE, en cours de construction pour le VLT, utilisera cette technique pour fournir une correction partielle d’un champ de  $1 \text{ arcmin}^2$  en mode intégral de champ (Henault *et al.*, 2003). Cette idée est particulièrement intéressante dans la perspective des miroirs secondaires adaptatifs qui pourraient être directement utilisés pour fournir une correction GLAO permanente (Arsenault *et al.*, 2004). En ne corrigeant que la couche de sol, cette technique voit nécessairement ses performances limitées. En réalité, il se pourrait que son principal avantage soit de permettre de stabiliser le seeing à quelques dixièmes d’arcsec en ne laissant que les couches en altitude à corriger, précisément celles dont la stabilité au cours du temps est la plus grande (“seeing enhancer”, (Hubin, 2004)).

## Bibliographie

- ABAHAMID A., JABIRI A., VERNIN J., BENKHALDOUN Z., AZOUIT M., et AGABI A. Optical turbulence modeling in the boundary layer and free atmosphere using instrumented meteorological balloons. *A&A*, 416, 1193 2004a.
- ABAHAMID A., VERNIN J., BENKHALDOUN Z., JABIRI A., AZOUIT M., et AGABI A. Seeing, outer scale of optical turbulence, and coherence outer scale at different astronomical sites using instruments on meteorological balloons. *A&A*, 422, 1123 2004b.
- ARSENAULT R., HUBIN N., LE LOUARN M., MONNET G., et SARAZIN M. Towards an Adaptive Secondary for the VLT? *The Messenger*, 115, 11 2004.
- BABCOCK H.W. The Possibility of Compensating Astronomical Seeing. *PASP*, 65, 229 1953.
- BAHCALL J.N. et SONEIRA R.M. The universe at faint magnitudes. I - Models for the galaxy and the predicted star counts. *ApJS*, 44, 73 1980.
- BAHCALL J.N. et SONEIRA R.M. Predicted star counts in selected fields and photometric bands Applications to galactic structure, the disk luminosity function, and the detection of a massive halo. *ApJS*, 47, 357 1981.
- BECKERS J.M. Increasing the Size of the Isoplanatic Patch with Multiconjugate Adaptive Optics. Dans *Very Large Telescopes and their Instrumentation, ESO Conference and Workshop Proceedings, Proceedings of a ESO Conference on Very Large Telescopes and their Instrumentation, held in Garching, March 21-24, 1988, Garching : European Southern Observatory (ESO), 1988, edited by Marie-Helene Ulrich., p.693, 693+ 1988.*
- BECKERS J.M. Detailed compensation of atmospheric seeing using multiconjugate adaptive optics. Dans *Proc. SPIE Vol. 1114, p. 215-0, Active Telescope Systems, Francois J. Roddier ; Ed., 215-0 1989.*
- BELLO D., CONAN J.M., ROUSSET G., et RAGAZZONI R. Signal to noise ratio of layer-oriented measurements for multiconjugate adaptive optics. *A&A*, 410, 1101 2003.
- BONACCINI CALIA D., HACKENBERG W.K., ARAUJO C., GUIDOLIN I., et ALVAREZ J.L. Laser-guide-star-related activities at ESO. Dans *Advancements in Adaptive Optics. Edited by Domenico B. Calia, Brent L. Ellerbroek, and Roberto Ragazzoni. Proceedings of the SPIE, Volume 5490, pp. 974-980 (2004)., 974-980 2004.*
- BUFFINGTON A., CRAWFORD F.S., MULLER R.A., et ORTH C.D. First observatory results with an image-sharpening telescope. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 67, 304 1977.
- CHASSAT F. Optical propagation through atmospheric turbulence. Model analysis of anisoplanatism and application to adaptive optics. *Ph.D. Thesis* 1992.
- CONAN J.M. *Ph.D. Thesis* 1994.
- CONAN J.M., ROUSSET G., et MADEC P.Y. Wave-front temporal spectra in high-resolution imaging through turbulence. *Optical Society of America Journal A*, 12, 1559 1995.
- CONAN R. Modélisation des effets de l'échelle externe de cohérence spatiale du front d'onde pour l'observation à Haute Résolution Angulaire en Astronomie. *Ph.D. Thesis* 2000.
- DAI G.M. Modal compensation of atmospheric turbulence with the use of Zernike polynomials and Karhunen-Loeve functions. *Optical Society of America Journal A*, 12, 2182 1995.
- DAI G.M. Modal wave-front reconstruction with Zernike polynomials and Karhunen-Loeve functions. *Optical Society of America Journal A*, 13, 1218 1996.

- DEMERLE M., MADEC P.Y., et ROUSSET G. Servo-Loop Analysis for Adaptive Optics. Dans *NATO ASIC Proc. 423 : Adaptive Optics for Astronomy*, 73+ 1994.
- DESSENNE C., MADEC P.Y., et ROUSSET G. Modal prediction for closed-loop adaptive optics. *Optics Letters*, 22, 1535 1997.
- DICKE R.H. Phase-contrast detection of telescope seeing errors and their correction. *ApJ*, 198, 605 1975.
- DIOLAITI E., RAGAZZONI R., et TORDI M. Closed loop performance of a layer-oriented multi-conjugate adaptive optics system. *A&A*, 372, 710 2001.
- ELLERBROEK B.L., VAN LOAN C., PITSIANIS N.P., et PLEMMONS R.J. Optimizing closed-loop adaptive-optics performance with use of multiple control bandwidths. *Optical Society of America Journal A*, 11, 2871 1994.
- ESPOSITO S., RAGAZZONI R., RICCARDI A., O'SULLIVAN C., AGEORGES N., REDFERN M., et DAVIES R. Absolute Tilt from a Laser Guide Star : A First Experiment. *Experimental Astronomy*, 10, 135 2000.
- FOY R. et LABEYRIE A. Feasibility of adaptive telescope with laser probe. *A&A*, 152, L29 1985.
- FOY R., MIGUS A., BIRABEN F., GRYNBERG G., MCCULLOUGH P.R., et TALLON M. The polychromatic artificial sodium star : a new concept for correcting the atmospheric tilt. *A&AS*, 111, 569 1995.
- FRIED D.L. Statistics of a Geometric Representation of Wavefront Distortion. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 55, 1427 1965.
- FRIED D.L. Limiting Resolution Looking Down Through the Atmosphere. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 56, 1380 1966.
- FRIED D.L. Wave-front distortion sensing for control of an adaptive optics system (A). *Optical Society of America Journal A*, 66, 391 1976.
- FRIED D.L. Anisoplanatism in adaptive optics. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 72, 52 1982.
- FRIED D.L. Time-delay-induced mean-square error in adaptive optics. *Optical Society of America Journal A*, 7, 1224 1990.
- FRIED D.L. Focus anisoplanatism in the limit of infinitely many artificial-guide-star reference spots. *Optical Society of America Journal A*, 12, 939 1995.
- FRIED D.L. et BELSHER J.F. Analysis of fundamental limits to artificial-guide-star adaptive-optics-system performance for astronomical imaging. *Optical Society of America Journal A*, 11, 277 1994.
- FUSCO T., CONAN J.M., MICHAU V., MUGNIER L.M., et ROUSSET G. Phase estimation for large field of view : application to multiconjugate adaptive optics. Dans *Proc. SPIE Vol. 3763, p. 125-133, Propagation and Imaging through the Atmosphere III, Michael C. Roggemann ; Luc R. Bissonnette ; Eds.*, 125-133 1999.
- GENDRON E. et LENA P. Astronomical adaptive optics. 1 : Modal control optimization. *A&A*, 291, 337 1994.
- GENDRON E. et LENA P. Astronomical adaptive optics. II. Experimental results of an optimized modal control. *A&AS*, 111, 153 1995.
- GENDRON E. et LENA P. Single Layer Atmospheric Turbulence Demonstrated by Adaptive Optics Observations. *Ap&SS*, 239, 221 1996.

- GOODMAN J.W. *Statistical Optics*. Statistical Optics, by Joseph W. Goodman, pp. 576. ISBN 0-471-39916-7. Wiley-VCH, July 2000. 2000.
- GREENWOOD D.P. Bandwidth specification for adaptive optics systems. *Optical Society of America Journal A*, 67, 390 1977.
- GREENWOOD D.P. et FRIED D.L. Power spectra requirements for wave-front-compensative systems. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 66, 193 1976.
- HAPPER W., MACDONALD G.J., MAX C.E., et DYSON F.J. Atmospheric-turbulence compensation by resonant optical backscattering from the sodium layer in the upper atmosphere. *Optical Society of America Journal A*, 11, 263 1994.
- HARDY J.W., LEFEBVRE J.E., et KOLIOPOULOS C.L. Real-time atmospheric compensation. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 67, 360 1977.
- HENAULT F., BACON R., BONNEVILLE C., BOUDON D., DAVIES R.L., FERRUIT P., GILMORE G.F., LEFEVRE O., LEMONNIER J.P., LILLY S., MORRIS S.L., PRIETO E., STEINMETZ M., et DE ZEEUW P.T. MUSE : a second-generation integral-field spectrograph for the VLT. Dans *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes. Edited by Iye, Masanori ; Moorwood, Alan F. M. Proceedings of the SPIE, Volume 4841, pp. 1096-1107 (2003).*, 1096–1107 2003.
- HU P.H., STONE J., et STANLEY T. Application of Zernike polynomials to atmospheric propagation problems. *Optical Society of America Journal A*, 6, 1595 1989.
- HUBIN N.N. Adaptive optics status and roadmap at ESO. Dans *Advancements in Adaptive Optics. Edited by Domenico B. Calia, Brent L. Ellerbroek, and Roberto Ragazzoni. Proceedings of the SPIE, Volume 5490, pp. 195-206 (2004).*, 195–206 2004.
- HUFNAGEL R.E. et STANLEY N.R. Modulation Transfer Function Associated with Image Transmission through Turbulent Media. *Optical Society of America Journal A*, 54, 52 1964.
- JOHNSTON D.C. et WELSH B.M. Analysis of multiconjugate adaptive optics. *Optical Society of America Journal A*, 11, 394 1994.
- LANGLOIS M., MORETTO G., RICHARDS K., HEGWER S., et RIMMELE T.R. Solar multiconjugate adaptive optics at the Dunn Solar Telescope : preliminary results. Dans *Advancements in Adaptive Optics. Edited by Domenico B. Calia, Brent L. Ellerbroek, and Roberto Ragazzoni. Proceedings of the SPIE, Volume 5490, pp. 59-66 (2004).*, 59–66 2004.
- LE LOUARN M., FOY R., HUBIN N., et TALLON M. Laser Guide Star for 3.6- and 8-m telescopes : Performance and astrophysical implications. *MNRAS*, 295, 756 1998.
- LE ROUX B., CONAN J.M., KULCSAR C., RAYNAUD H.F., MUGNIER L.M., et FUSCO T. Optimal control law for multiconjugate adaptive optics. Dans *Adaptive Optical System Technologies II. Edited by Wizinowich, Peter L. ; Bonaccini, Domenico. Proceedings of the SPIE, Volume 4839, pp. 878-889 (2003).*, 878–889 2003.
- LE ROUX B., CONAN J.M., KULCSÁR C., RAYNAUD H.F., MUGNIER L.M., et FUSCO T. Optimal control law for classical and multiconjugate adaptive optics. *Optical Society of America Journal A*, 21, 1261 2004.
- LLOYD-HART M., BARANEC C., MILTON N.M., STALCUP T., SNYDER M., PUTNAM N., et ANGEL J.R.P. First tests of wavefront sensing with a constellation of laser guide beacons. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- MAHAJAN V.N. Zernike annular polynomials for imaging systems with annular pupils. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 71, 75 1981.

- MARCHETTI E., BRAST R., DELABRE B., DONALDSON R., FEDRIGO E., FRANK C., HUBIN N.N., KOLB J., LE LOUARN M., LIZON J.L., OBERTI S., REISS R., SANTOS J., TORDO S., RAGAZZONI R., ARCIDIACONO C., BARUFFOLO A., DIOLAITI E., FARINATO J., et VERNET-VIARD E. MAD status report. Dans *Advancements in Adaptive Optics. Edited by Domenico B. Calia, Brent L. Ellerbroek, and Roberto Ragazzoni. Proceedings of the SPIE, Volume 5490, pp. 236-247 (2004).*, 236–247 2004.
- MARTIN F., CONAN R., TOKOVININ A., ZIAD A., TRINQUET H., BORGNINO J., AGABI A., et SARAZIN M. Optical parameters relevant for High Angular Resolution at Paranal from GSM instrument and surface layer contribution. *A&AS*, 144, 39 2000.
- MARTIN F., TOKOVININ A., ZIAD A., CONAN R., BORGNINO J., AVILA R., AGABI A., et SARAZIN M. First statistical data on wavefront outer scale at La Silla observatory from the GSM instrument. *A&A*, 336, L49 1998.
- MELBOURNE J., WRIGHT S.A., BARCZYS M., BOUCHEZ A.H., CHIN J., VAN DAM M.A., HARTMAN S., JOHANSSON E., KOO D.C., LAFON R., LARKIN J., LE MIGNANT D., LOTZ J., MAX C.E., PENNINGTON D.M., STOMSKI P.J., SUMMERS D., et WIZINOWICH P.L. Merging Galaxies in GOODS-S : First Extragalactic Results from Keck Laser Adaptive Optics. *ApJ*, 625, L27 2005.
- MOLODIJ G. et ROUSSET G. Angular correlation of Zernike polynomials for a laser guide star in adaptive optics. *Optical Society of America Journal A*, 14, 1949 1997.
- NOLL R.J. Zernike polynomials and atmospheric turbulence. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 66, 207 1976.
- PÉREZ D.G., ZUNINO L., et GARAVAGLIA M. A fractional Brownian motion model for the turbulent refractive index in lightwave propagation. *Optics Communications*, 242, 57 2004.
- RAGAZZONI R. Pupil plane wavefront sensing with an oscillating prism. *Journal of Modern Optics*, 43, 289 1996.
- RAGAZZONI R., DIOLAITI E., FARINATO J., FEDRIGO E., MARCHETTI E., TORDI M., et KIRKMAN D. Multiple Field of View Layer Oriented. Dans *Beyond conventional adaptive optics : a conference devoted to the development of adaptive optics for extremely large telescopes. Proceedings of the Topical Meeting held May 7-10, 2001, Venice, Italy. Edited by E. Vernet, R. Ragazzoni, S. Esposito, and N. Hubin. Garching, Germany : European Southern Observatory, 2002 ESO Conference and Workshop Proceedings, Vol. 58, ISBN 3923524617, p. 75, 75–+ 2002.*
- RAGAZZONI R., ESPOSITO S., et MARCHETTI E. Auxiliary telescopes for the absolute tip-tilt determination of a laser guide star. *MNRAS*, 276, L76 1995.
- RAGAZZONI R., ESPOSITO S., et RICCARDI A. Multiple LGSs to correct conical anisokinetism. *A&AS*, 128, 617 1998.
- RAGAZZONI R. et FARINATO J. Sensitivity of a pyramidal Wave Front sensor in closed loop Adaptive Optics. *A&A*, 350, L23 1999.
- RAGAZZONI R. et RIGAUT F. Fixing the LGS tilt problem using tomography. *A&A*, 338, L100 1998.
- RIGAUT F. Ground Conjugate Wide Field Adaptive Optics for the ELTs. Dans *Beyond conventional adaptive optics : a conference devoted to the development of adaptive optics for extremely large telescopes. Proceedings of the Topical Meeting held May 7-10, 2001, Venice, Italy.*

*Edited by E. Vernet, R. Ragazzoni, S. Esposito, and N. Hubin. Garching, Germany : European Southern Observatory, 2002 ESO Conference and Workshop Proceedings, Vol. 58, ISBN 3923524617, p.11, 11+ 2002.*

- RIGAUT F. et GENDRON E. Laser guide star in adaptive optics - The tilt determination problem. *A&A*, 261, 677 1992.
- RIGAUT F., KERN P., LENA P., ROUSSET G., FONTANELLA J.C., GAFFARD J.P., et MERKLE F. Adaptive optics on a 3.6-m telescope - Results and performance. *A&A*, 250, 280 1991.
- RODDIER F. The Effects of Atmospheric Turbulence in Optical Astronomy. *Prog. Optics, Volume 19, p. 281-376*, 19, 281 1981.
- RODDIER F. Wavefront sensing and the irradiance transport equation. *Appl. Opt.*, 29, 1402 1990.
- RODDIER F., NORTHOTT M.J., GRAVES J.E., MCKENNA D.L., et RODDIER D. One-dimensional spectra of turbulence-induced Zernike aberrations : time-delay and isoplanicity error in partial adaptive compensation. *Optical Society of America Journal A*, 10, 957 1993.
- ROUSSET G., BEUZIT J.L., HUBIN N., GENDRON E., MADEC P.Y., BOYER C., GAFFARD J.P., RICHARD J.C., VITTOT M., GIGAN P., et LENA P.J. Performance and results of the COMEON+ adaptive optics system at the ESO 3.6-m telescope. Dans *Proc. SPIE Vol. 2201, p. 1088-1098, Adaptive Optics in Astronomy, Mark A. Ealey; Fritz Merkle; Eds.*, 1088–1098 1994.
- ROUSSET G., FONTANELLA J.C., KERN P., GIGAN P., et RIGAUT F. First diffraction-limited astronomical images with adaptive optics. *A&A*, 230, L29 1990.
- ROUSSET G., LACOMBE F., PUGET P., HUBIN N.N., GENDRON E., CONAN J.M., KERN P.Y., MADEC P.Y., RABAUD D., MOUILLET D., LAGRANGE A.M., et RIGAUT F.J. Design of the Nasmyth adaptive optics system (NAOS) of the VLT. Dans *Proc. SPIE Vol. 3353, p. 508-516, Adaptive Optical System Technologies, Domenico Bonaccini; Robert K. Tyson; Eds.*, 508–516 1998.
- ROUSSET G., LACOMBE F., PUGET P., HUBIN N.N., GENDRON E., FUSCO T., ARSENAULT R., CHARTON J., FEAUTRIER P., GIGAN P., KERN P.Y., LAGRANGE A.M., MADEC P.Y., MOUILLET D., RABAUD D., RABOU P., STADLER E., et ZINS G. NAOS, the first AO system of the VLT : on-sky performance. Dans *Adaptive Optical System Technologies II. Edited by Wizinowich, Peter L.; Bonaccini, Domenico. Proceedings of the SPIE, Volume 4839, pp. 140-149 (2003).*, 140–149 2003.
- SARAZIN M. et RODDIER F. The ESO differential image motion monitor. *A&A*, 227, 294 1990.
- SASIELA R.J. et SHELTON J.D. Transverse spectral filtering and Mellin transform techniques applied to the effect of outer scale on tilt and tilt anisoplanatism. *Optical Society of America Journal A*, 10, 646 1993.
- SCHOECK M., FOY R., PIQUE J.P., CHEVROU P., AGEORGES N., PETIT A.D., BELLANGER V., FEWS H., FOY F.C., HOEGEMANN C., LAUBSCHER M., PEILLET O., SEGONDS P., TALLON M., et WEULERSSE J.M. PASS-2 : quantitative photometric measurements of the polychromatic laser guide star. Dans *Proc. SPIE Vol. 4007, p. 296-307, Adaptive Optical Systems Technology, Peter L. Wizinowich; Ed.*, 296–307 2000.
- SCHWARTZ C., BAUM G., et RIBAK E.N. Turbulence-degraded wave fronts as fractal surfaces. *Optical Society of America Journal A*, 11, 444 1994.
- SÉCHAUD M. *Wave-front compensation devices*, 57+-. Adaptive Optics in Astronomy 1999.

- TALLON M. et FOY R. Adaptive telescope with laser probe - Isoplanatism and cone effect. *A&A*, 235, 549 1990.
- TOKOVININ A. From Differential Image Motion to Seeing. *PASP*, 114, 1156 2002.
- TOKOVININ A. Seeing Improvement with Ground-Layer Adaptive Optics. *PASP*, 116, 941 2004.
- TOKOVININ A., LE LOUARN M., VIARD E., HUBIN N., et CONAN R. Optimized modal tomography in adaptive optics. *A&A*, 378, 710 2001.
- VIARD E., LE LOUARN M., et HUBIN N. Adaptive optics with four laser guide stars : correction of the cone effect in large telescopes. *Appl. Opt.*, 41, 11 2002.
- VOITSEKHOVICH V.V. et CUEVAS S. Adaptive optics and the outer scale of turbulence. *Optical Society of America Journal A*, 12, 2523 1995.
- WALTERS D.L. et BRADFORD L.W. Measurements of  $r_0$  and  $0$  : two decades and 18 sites. *Appl. Opt.*, 36, 7876 1997.
- WANG J.Y. et MARKEY J.K. Modal compensation of atmospheric turbulence phase distortion. *Journal of the Optical Society of America (1917-1983)*, 68, 78 1978.
- WANG J.Y. et SILVA D.E. Wave-front interpretation with Zernike polynomials. *Appl. Opt.*, 19, 1510 1980.
- WELSH B.M. et GARDNER C.S. Effects of turbulence-induced anisoplanatism on the imaging performance of adaptive-astronomical telescopes using laser guide stars. *Optical Society of America Journal A*, 8, 69 1991.
- WINKER D.M. Effect of a finite outer scale on the Zernike decomposition of atmospheric optical turbulence. *Optical Society of America Journal A*, 8, 1568 1991.





# Annexe C

## Extremely Large Telescopes

### C.1 Les galaxies à grand $z$

Après le découplage matière-rayonnement (voir chapitre 1), l'Univers neutre continue de se refroidir jusqu'à ce que les premières étoiles et galaxies se forment. Le flux UV issu de ces premiers objets entraîne alors la ré-ionisation du milieu intergalactique. Le satellite WMAP a permis de mesurer la profondeur optique de la diffusion Thompson des électrons ré-ionisés, et suggère une époque de ré-ionisation comprise entre  $z=7$  et  $z=15$ , soit entre 250 et 750 Myr après le Big-Bang (Kogut *et al.*, 2003). L'observation de l'effet Gunn-Peterson (Gunn et Peterson, 1965; Miralda-Escude, 1998) dans les spectres des quasars à  $z=6-6.5$  confirme que l'Univers était déjà ré-ionisé à cette époque (par exemple (Becker *et al.*, 2001; Fan *et al.*, 2002; Stern *et al.*, 2005; Malhotra et Rhoads, 2005)). A ces redshifts, l'Univers était très certainement essentiellement peuplé de proto-galaxies et d'étoiles de population III à métallicité nulle. Etudier ces objets nécessite la détection des raies Ly- $\alpha$  (raie en émission la plus décalée dans le bleu) et HeII (car la très forte température des étoiles massives de population III devrait être capable d'ioniser l'hélium).

Actuellement, la détection des objets à très grand  $z$  ( $>5$ ) repose essentiellement sur l'identification de la raie Ly- $\alpha$  (Bouwens *et al.*, 2004; Bunker *et al.*, 2005). Les objets les plus distants atteignent  $z \sim 6.5$ . Détecter des objets à  $z > 7$  requiert de passer dans le proche IR, où les raies OH viennent perturber la détection des objets. Les essais actuels tentent de profiter de l'effet d'amplification par lentille gravitationnelle (Kneib *et al.*, 2004; Pelló *et al.*, 2004), mais cette technique reste par nature vouée à la détection d'un petit nombre d'objets. Dans le futur, le nouveau télescope spatial JWST sera capable d'imager la plupart des sources les plus faibles de l'UDF (Ultra Deep Field) obtenu par le HST et de mesurer le redshift des candidats les plus

distants, entre  $z=6$  et  $z=8$  (Bouwens *et al.*, 2004). Il semblera toutefois difficile pour le JWST d'obtenir des spectres au delà de  $z=10$  (voir figure C.1). L'obtention de ces derniers passe donc par une nouvelle génération de télescopes largement plus puissants que ceux existants, équipés de spectrographes fonctionnant dans le proche IR (0.9 à 2.5  $\mu\text{m}$ ).

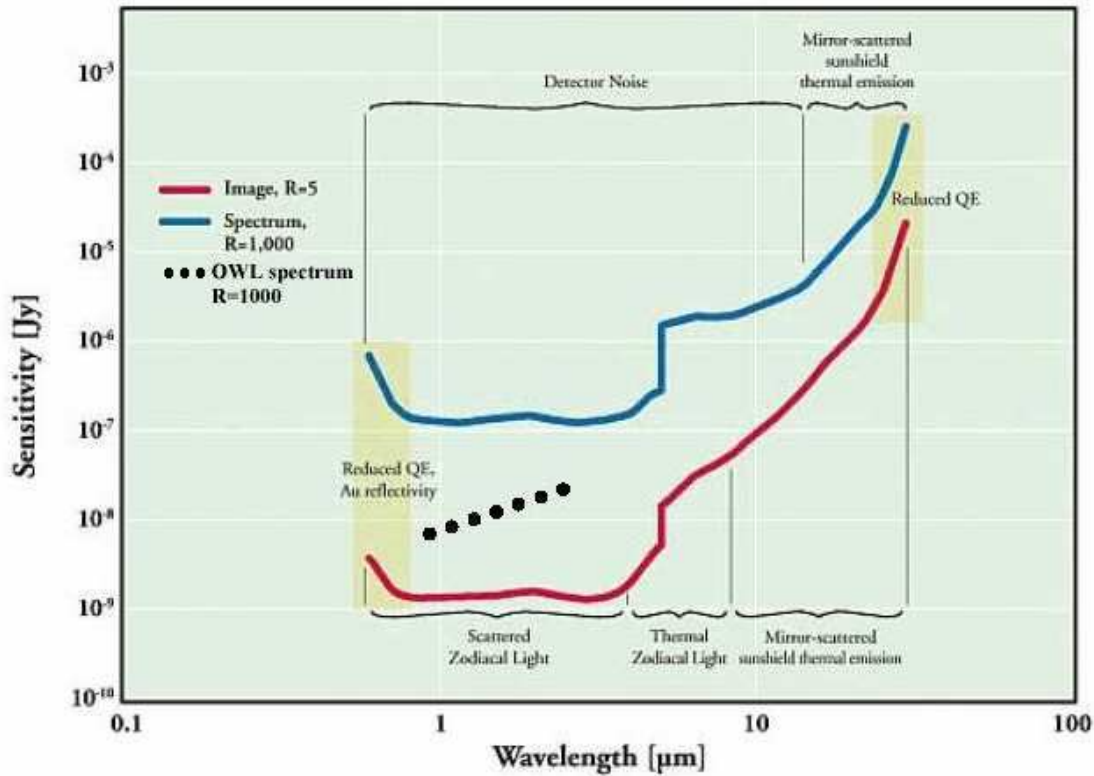


FIG. C.1 – Sensibilité de futur télescope spatial JWST en fonction de la longueur d'onde pour une pose de 10 ksec (d'après J.-P. Kneib *et al.*, Science Case MOMFIS). La courbe rouge correspond au mode imagerie et la courbe bleue au mode spectroscopie avec  $R=1000$ . Les points montrent la limite de sensibilité attendue pour OWL en mode spectroscopie ( $R=1000$ ).

## C.2 Extremely Large Telescopes

### C.2.1 Caractéristiques générales

Actuellement de nombreuses études sont consacrées à la définition et à l'étude préliminaire d'une nouvelle classe de télescope, les ELTs (Extremely Large Telescopes). Ces télescopes ont des diamètres allant de 20 à 100 mètres, ce qui marque clairement une rupture technologique avec les télescopes existants (figure C.2) et

dont la sensibilité devrait être légèrement supérieure à celle du JWST. Les principaux projets européens sont Euro50 (Andersen *et al.*, 2004) et OWL (Dierickx *et al.*, 2004). En Amérique du Nord (Etats-Unis et Canada), le consortium TMT (Sanders et TMT Project, 2004) regroupe les principaux projets existants. Parmi ces projets, le plus ambitieux est sans conteste celui de l'ESO : OWL est un projet de télescope de 100 mètres de diamètre (Dierickx *et al.*, 2004; Brunetto *et al.*, 2004; Monnet et D'Odorico, 2004).

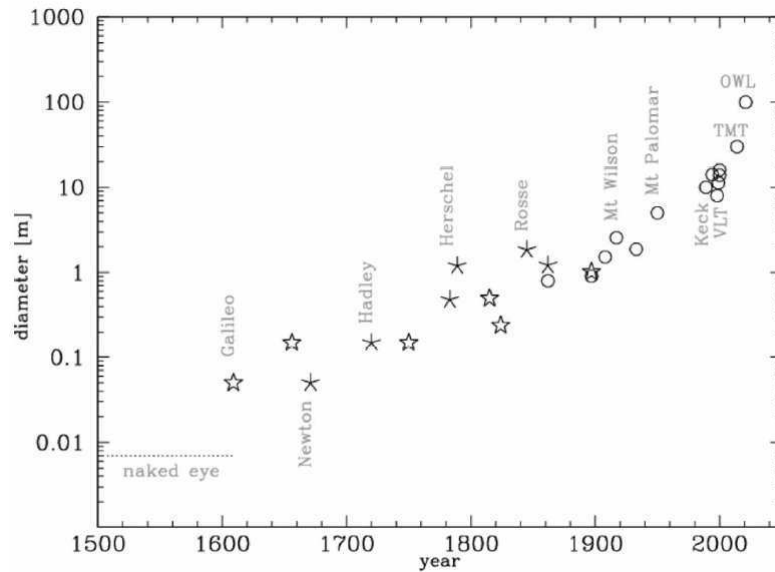


FIG. C.2 – Evolution du diamètre des télescopes (Gilmozzi, 2004).

Le miroir primaire M1 des ELTs est nécessairement segmenté, ainsi que tous les miroirs de dimension supérieure à 8 mètres qui composent le design du télescope. Les miroirs primaires des ELTs étant de grand diamètre, ceux-ci doivent nécessairement être de grande ouverture afin de garder une distance focale raisonnable ( $f/D \sim 1$ ) (par exemple : Stepp & Strom 2004). Cette dernière se traduit à son tour par des éléments optiques (M2, correcteur,...) relativement petits comparés à M1 mais très asphériques et très sensibles à l'alignement, ce qui nécessite une métrologie précise.

De nombreux designs ont été étudiés (Atad-Ettedgui, 2004) :

- configuration Cassegrain (M1 parabolique et M2 hyperbolique convexe) : pas d'aberration sphérique mais champ de petite taille limité par la coma ;
- configuration Richey-Chretien (M1 hyperbolique et M2 hyperbolique convexe) : pas d'aberrations sphériques et de coma mais champ limité par l'astigmatisme, de taille environ double par rapport à une configuration de type Cassegrain ;
- configuration Gregory (M1 parabolique et M2 elliptique concave) : pas d'aberration sphérique mais champ limité par la coma ;

- configuration Gregory aplanétique (M1 et M2 elliptiques) : pas d’aberration sphérique ni de coma mais champ limité par l’astigmatisme, de taille typiquement double de celle d’une configuration Gregory classique et légèrement supérieure à celle de la configuration Ritchey-Chretien.

A côté de ces designs classiques, d’autres solutions consistent à revenir à un M1 sphérique puis à corriger l’aberration sphérique par un correcteur additionnel (voir le cas de SALT ou de OWL). Ce type de design est motivé par la facilité de polissage et de test des segments qui en découle.

Enfin, les ELTs doivent incorporer dans leurs designs une fonction de mesure de front d’onde avancée (via étoiles naturelles et/ou lasers afin de garantir une bonne couverture de ciel). Outre les fonctions classiques déjà opérationnelles sur des télescopes de la classe des 8-10 mètres (comme la stabilisation de champ, l’optique active et l’autofocus), la mesure de front d’onde doit également permettre un étage de correction adaptatif car l’OA augmente considérablement le gain atteignable en profondeur de magnitude sur un ELT (Hook, 2004). Afin de tirer parti de leur grand pouvoir de résolution spatiale, un soin tout particulier devra être porté aux correcteurs de dispersion atmosphérique car ces effets deviennent importants sur de tels télescopes (Owner-Petersen et Goncharov, 2004).

### C.2.2 OWL

Le design préliminaire retenu pour OWL est composé de 6 miroirs (figure C.3) montés en configuration alta-zimuthale. Le miroir primaire est un miroir sphérique et le secondaire un miroir plan : la correction des aberrations sphériques et de champ nécessite donc un correcteur constitué de 4 surfaces réfléchissantes dont 3 asphériques et une plane. Les miroirs M1 (100m dont une obturation centrale de 35m due au correcteur) et M2 (26m) sont des miroirs segmentés dont les éléments font respectivement 8.2m de diamètre (miroirs plats-concaves sphériques hexagonaux) et 1.6 mètres (miroirs plats-plats hexagonaux) ; les miroirs M3 et M4 (8m) sont des surfaces actives car leur diamètre est supérieur à 4 mètres. Un étage de correction adaptatif est incorporé au correcteur : les miroirs M5 et M6 sont utilisables en mode MCAO (avec NGS ou LGS) afin de corriger les couches les plus turbulentes, à 0 et 8 km d’altitude (voir figure B.2). Le miroir M6 (3m) fournira un mode GLAO permanent et permettra aussi une correction des erreurs de tracking. Il possède une rotation autour de l’axe du télescope qui permet d’alimenter plusieurs foyers, et remplira la fonction de nodding (voir chapitre 5). Ce design fournit un champ de vue technique de 10 arc-minutes (dont environ 2 à la limite de diffraction dans le NIR et 30 arcsec dans le visible) avec un rapport focal final est de  $f/D=6$ .

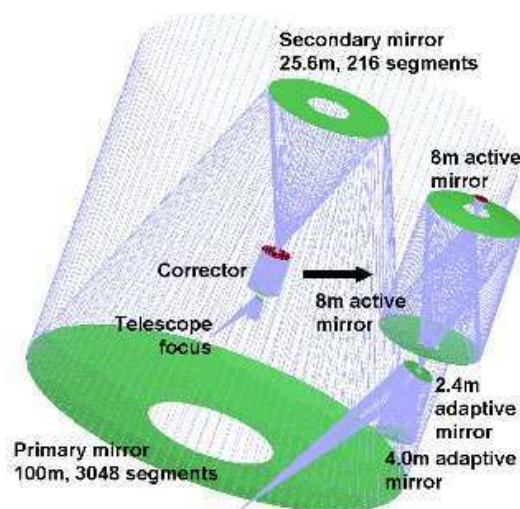


FIG. C.3 – Design optique du projet OWL. [Source : [www.eso.org/owl](http://www.eso.org/owl)]

## C.3 MOMFIS

Une étude de 10 mois, visant à définir un ensemble d'instruments pour le projet OWL, a été commandée par l'ESO. Le but est à la fois d'imaginer une instrumentation pour exploiter OWL mais aussi de tester l'interface entre les instruments et le télescope. Parmi les études demandées, MOMFIS (Multi-Objet Multi-Field Infrared Spectrograph) est un instrument de type multi-IFUs dont les objectifs principaux sont (d'après J.-P. Kneib *et al.* 2005, Science Case MOMFIS) :

- une étude détaillée de l'évolution des galaxies entre  $z=7$  et  $z=15$  (où la raie Ly- $\alpha$  entre dans le domaine proche-IR et où la raie HeII en sort) : dynamique, fonction de luminosité, SED, métallicité du milieu inter-galactique, formation des quasars, histoire de la formation stellaire,... ;
- contraindre l'époque de formation des première étoiles et galaxies jusqu'à  $z=18$  (où la raie Ly- $\alpha$  sort de la bande K) : redshifts des galaxies très distantes, fraction des populations II et III,... ;
- détection des supernovae à  $z>5$  : supernovae de la population III, processus d'évolution stellaire,...

Les principales spécifications qui découlent de ces objectifs sont :

- champ de vue d'au moins  $2 \times 2 \text{ arcmin}^2$  (but :  $5 \times 5 \text{ arcmin}^2$ ) ;
- au moins 40 IFUs (but : 100) ;
- distance minimale atteignable entre IFU de 5 arcsec ;
- échantillonnage spatial de 25 mas ;
- résolution spectrale de 4000-8000 ;

- couverture spectrale de la bande Y ou J à la bande K fournissant une bande au moins par exposition ;
- qualité d'image fournissant au moins 30% d'énergie encadrée dans une ouverture de 50 mas (but : 40%).

### C.3.1 L'OA de MOMFIS

Plusieurs études préliminaires ont montré que les modes GLAO et MCAO (Le Louarn, note interne projet MOMFIS) n'étaient pas suffisants pour atteindre les objectifs scientifiques de MOMFIS. Un concept de type FALCON (MOAO/DAO) a donc été envisagé pour MOMFIS. Les simulations montrent que ce dernier mode de fonctionnement est de loin supérieur aux modes GLAO/MCAO (voir table C.1). La transposition du concept FALCON à OWL pourrait nécessiter l'utilisation de LGS, le champ de vue de OWL étant de 6 arcmin au lieu de 25 arcmin pour le VLT.

Type d'OA	EE(%)
sans OA	3.3
GLAO	17.5
MOAO	55

TAB. C.1 – Energie Encadrée pour différents systèmes d'OA dédiés à OWL en bande K pour un seeing favorable de 0.5 arcsec (Monnet 2005 OWL ICD ; Le Louarn 2005, ESO internal memorandum).

### C.3.2 Estimation du rapport signal à bruit

Nous avons réalisé une estimation du rapport signal à bruit (SNR) pour MOMFIS (Clénet, Gendron & Puech 2005, note interne projet MOMFIS). Dans cet ETC (Exposure Time Calculator), les objets sont supposés être des galaxies à  $z \sim 7$ , avec  $H_{AB} = 28$  et une taille de 160 mas. Un élément de résolution spatial de 50 mas (pixel de 25 mas) a été considéré de manière à fournir au moins 3 éléments de résolution par objet. Par souci de simplification, la galaxie est supposée de forme rectangulaire et de profil de luminosité constant. La brillance de surface sur l'objet est alors de  $SB_H^{AB} = 24 \text{ mag/arcsec}^2$  alors que le fond de ciel est de  $SB_H^{AB} = 17.94 \text{ mag/arcsec}^2$  (Cuby, 2000) : nous sommes donc dans un régime largement limité par le fond de ciel.

Afin de pouvoir travailler entre les raies OH du ciel, une résolution spectrale de 3000 est nécessaire. L'échantillonnage choisi est de 0.2nm/pixel, ce qui correspond

à  $R \sim 4125$ . On suppose une transmission globale de 20% (téléscope + instrument et détecteur). Etant donné le régime de fonctionnement, le courant d’obscurité et le bruit de lecture peuvent être négligés dans une première approche. La taille angulaire de l’objet étant petite devant le seeing, l’objet peut être considéré comme ponctuel. Le seeing (ou le seeing résiduel si on considère un étage de correction d’AO) est alors traité comme une transmission à travers un terme de couplage  $C$  multiplicatif.

La table C.2 donne le SNR par élément de résolution spatial (50mas) et spectral (0.4nm) en utilisant la relation suivante :

$$SNR = \frac{C.N_g}{\sqrt{C.N_g + N_s}}$$

où  $N_g$  est le nombre de photons issus de la galaxie,  $N_s$  est le nombre de photons provenant du fond de ciel et  $C$  est le facteur de couplage (estimé ici par l’énergie comprise dans un carré de 50mas de côté, voir ci-dessus). Etant donné le régime de fonctionnement, on a  $SNR \sim C.N_g/\sqrt{N_s}$  : le SNR dans une raie en émission peut être estimé à partir du SNR du continuum en multipliant directement par la largeur équivalente de la raie. Pour une raie en émission avec  $EW = 10\text{\AA}$ , on a donc un SNR de  $\sim 7$  dans la raie après 10 heures de pose en utilisant un système de type FALCON.

DIT	$SNR_{noAO}$	$SNR_{GLAO}$	$SNR_{MOAO}$
1 heure	0.01	0.07	0.21
10 heures	0.04	0.22	0.68

TAB. C.2 – Estimation du SNR sur le continuum, obtenu avec MOMFIS, selon le temps d’exposition et le système d’OA utilisé.

### C.3.3 Le concept opto-mécanique

Le concept opto-mécanique de MOMFIS repose sur une structure élémentaire composée d’un système de sélection de cible, d’un miroir déformable utilisé en mode MOAO et d’un spectrographe intégral de champ. Cette structure est répétée autant de fois qu’il y a d’IFUs (30). Dans ce concept, le même système de sélection de cible est utilisé pour sélectionner aussi bien une galaxie qu’une étoile permettant de mesurer le front d’onde, rendant le système aussi multiplex que possible. Ce système de sélection est composé d’un miroir orientable placé dans le plan focal par un robot positionneur (miroir de type “starbug”) et d’un miroir de renvoi (“steering mirror”) récupérant le faisceau issu du premier miroir et le renvoyant vers un correcteur



de dispersion atmosphérique situé avant les DMs. La lumière issue de chaque DM est envoyée vers un image slicer dont la sortie forme la fente d'entrée de chaque spectrographe. Les systèmes sont regroupés par groupe de 3 dans chaque cryostat.

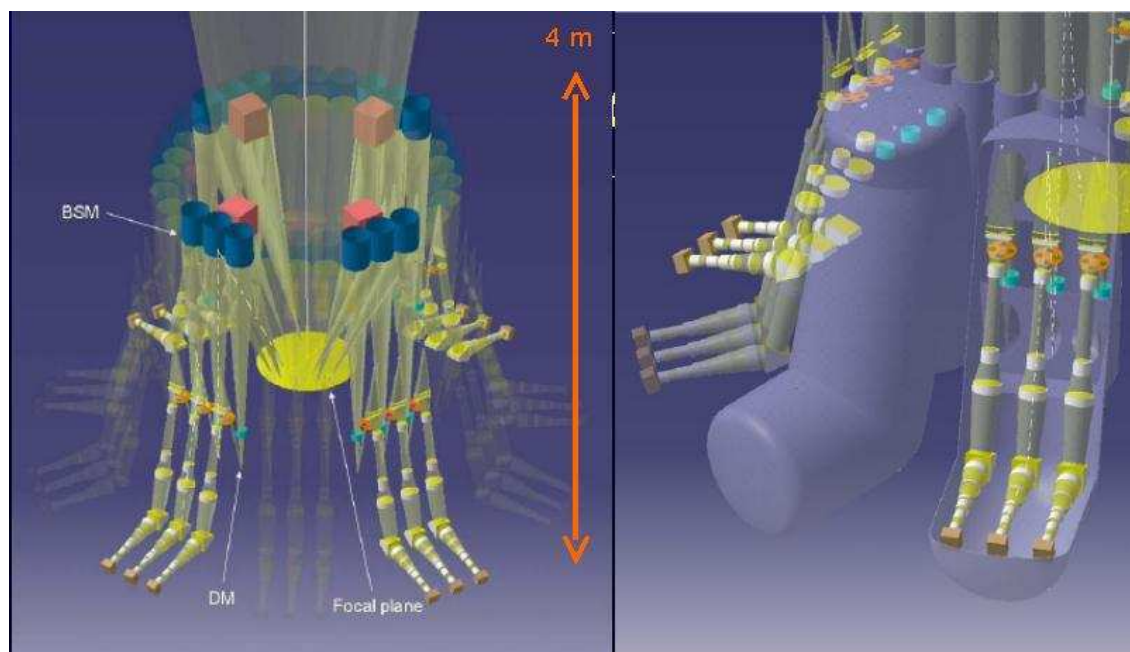


FIG. C.4 – Design optique de l'instrument MOMFIS (Prieto et al. 2005).

## C.4 Conclusion

Cette étude a permis d'étudier plusieurs points importants concernant l'instrumentation de la prochaine génération de télescopes. L'obtention de la dynamique des galaxies à  $z=7$  semble passer nécessairement par l'utilisation d'un concept de type FALCON, les autres modes d'OA ne donnant pas des performances suffisantes. Des conséquences importantes sur l'interface instrument/télescope ont également pu être dégagées. Cette étude était spécifiquement dédiée au concept OWL. Une nouvelle étude a été commandée par l'ESO, portant cette fois plus généralement sur le concept générique d'ELT et sur leur design ("ELT design study"). Un point important de cette étude sera la portabilité du concept FALCON sur les ELTs.

## Bibliographie

ANDERSEN T.E., ARDEBERG A., RIEWALDT H., LASTIWKA M., QUINLAN N., MCNAMARA K., WANG X., ENMARK A., OWNER-PETERSEN M., SHEARER A., FAN C., et MORARU D. Status of the Euro50 Project. Dans *Proceedings of the SPIE, Volume 5489*, pp. 407-416 (2004)., 407-416 2004.

- ATAD-ETTEDGUI E. Optical design of a giant telescope : aspheric versus spherical design. Dans *Emerging Optoelectronic Applications. Edited by Jabbour, Ghassan E. ; Rantala, Juha T. Proceedings of the SPIE, Volume 5382, pp. 183-192 (2004).*, 183–192 2004.
- BECKER R.H., FAN X., WHITE R.L., STRAUSS M.A., NARAYANAN V.K., LUPTON R.H., GUNN J.E., ANNIS J., BAHCALL N.A., BRINKMANN J., CONNOLLY A.J., CSABAI I., CZARAPATA P.C., DOI M., HECKMAN T.M., HENNESSY G.S., IVEZIĆ Ž., KNAPP G.R., LAMB D.Q., MCKAY T.A., MUNN J.A., NASH T., NICHOL R., PIER J.R., RICHARDS G.T., SCHNEIDER D.P., STOUGHTON C., SZALAY A.S., THAKAR A.R., et YORK D.G. Evidence for Reionization at  $z \sim 6$  : Detection of a Gunn-Peterson Trough in a  $z=6.28$  Quasar. *AJ*, 122, 2850 2001.
- BOUWENS R.J., THOMPSON R.I., ILLINGWORTH G.D., FRANX M., VAN DOKKUM P.G., FAN X., DICKINSON M.E., EISENSTEIN D.J., et RIEKE M.J. Galaxies at  $z \sim 7-8$  :  $z_{850}$ -Dropouts in the Hubble Ultra Deep Field. *ApJ*, 616, L79 2004.
- BRUNETTO E.T., DIMMLER M., KOCH F., QUATTRI M., MÜLLER M., et SEDGHI B. OWL opto-mechanics : phase A. Dans *Proceedings of the SPIE, Volume 5489, pp. 571-582 (2004).*, 571–582 2004.
- BUNKER A., STANWAY E., ELLIS R., MCMAHON R., EYLES L., et LACY M. Star Forming Galaxies at  $z \sim 6$  and Reionization. *ArXiv Astrophysics e-prints* 2005.
- CUBY J. Night Sky Brightness During Sunspot Maximum at Paranal. *The Messenger*, 101, 3 2000.
- DIERICKX P., BRUNETTO E.T., COMERON F., GILMOZZI R., GONTÉ F.Y.J., KOCH F., LE LOUARN M., MONNET G.J., SPYROMILIO J., SURDEJ I., VERINAUD C., et YAITSKOVA N. OWL phase A status report. Dans *Proceedings of the SPIE, Volume 5489, pp. 391-406 (2004).*, 391–406 2004.
- FAN X., STRAUSS M.A., SCHNEIDER D.P., BECKER R.H., WHITE R.L., NARAYANAN V.K., RICHARDS G.T., PENTERICCI L., GREBEL E., et SDSS COLLABORATION. New  $z > 6$  Quasars Discovered in the Sloan Digital Sky Survey. *Bulletin of the American Astronomical Society*, 34, 1288 2002.
- GILMOZZI R. Science and technology drivers for future giant telescopes. Dans *Proceedings of the SPIE, Volume 5489, pp. 1-10 (2004).*, 1–10 2004.
- GUNN J.E. et PETERSON B.A. On the Density of Neutral Hydrogen in Intergalactic Space. *ApJ*, 142, 1633 1965.
- HOOKE I.M. The science case for ELTs. Dans *Emerging Optoelectronic Applications. Edited by Jabbour, Ghassan E. ; Rantala, Juha T. Proceedings of the SPIE, Volume 5382, pp. 1-6 (2004).*, 1–6 2004.
- KNEIB J.P., ELLIS R.S., SANTOS M.R., et RICHARD J. A Probable  $z \sim 7$  Galaxy Strongly Lensed by the Rich Cluster A2218 : Exploring the Dark Ages. *ApJ*, 607, 697 2004.
- KOGUT A., SPERGEL D.N., BARNES C., BENNETT C.L., HALPERN M., HINSHAW G., JAROSIK N., LIMON M., MEYER S.S., PAGE L., TUCKER G.S., WOLLACK E., et WRIGHT E.L. First-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations : Temperature-Polarization Correlation. *ApJS*, 148, 161 2003.
- MALHOTRA S. et RHOADS J.E. Lyman-alpha emitting galaxies as probes of reionization. *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 206, 2005.
- MIRALDA-ESCUDE J. Reionization of the Intergalactic Medium and the Damping Wing of the Gunn-Peterson Trough. *ApJ*, 501, 15 1998.

- MONNET G. et D'ODORICO S. Toward instrumentation for ELTs : the OWL case. Dans *Ground-based Instrumentation for Astronomy. Edited by Alan F. M. Moorwood and Iye Masanori. Proceedings of the SPIE, Volume 5492, pp. 1810-1817 (2004).*, 1810–1817 2004.
- OWNER-PETERSEN M. et GONCHAROV A.V. Some consequences of atmospheric dispersion for ELTs. Dans *Proceedings of the SPIE, Volume 5489, pp. 507-517 (2004).*, 507–517 2004.
- PELLÓ R., SCHAEERER D., RICHARD J., LE BORGNE J.F., et KNEIB J.P. ISAAC/VLT observations of a lensed galaxy at  $z = 10.0$ . *A&A*, 416, L35 2004.
- SANDERS G. et TMT PROJECT. The Thirty Meter Telescope (TMT) Project. *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 205, 2004.
- STERN D., YOST S.A., ECKART M.E., HARRISON F.A., HELFAND D.J., DJORGOVSKI S.G., MALHOTRA S., et RHOADS J.E. A Galaxy at  $z = 6.545$  and Constraints on the Epoch of Reionization. *ApJ*, 619, 12 2005.

# Annexe D

## Liste des publications

### Publications

1. Assémat F., Hammer F., Gendron E., Sayède F., Laporte P., Marteaud M., **Puech M.** et al., *FALCON : A new generation spectrograph with adaptive optics for the ESO VLT*, 2004, SPIE vol. 5237, p211.
2. Hammer F., **Puech M.**, Assémat F. et al., *FALCON : A concept to extend adaptive optics corrections to cosmological fields*, 2004, SPIE vol. 5382, p727.
3. Flores H., **Puech M.**, Hammer F. et al., *FLAMES/GIRAFFE : A unique tool to recover velocity fields of distant galaxies*, A&A, 2004, 420, 31.
4. **Puech M.** & Sayède F., *FALCON : Extending adaptive optics correction to cosmological fields*, 2004, SPIE vol.5492, p303.
5. **Puech M.**, Chemla F., Laporte P. et al., *Deformable mirrors for the FALCON concept*, 2005, SPIE vol. 5903, in press.
6. Flores H., Hammer F., **Puech M.** et al., *3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE - I : the true Tully-Fisher relationship at  $z \sim 0.6$* , A&A, 2006, accepté.
7. **Puech M.**, Hammer F., Flores H. et al., *3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE - II : Are luminous compact galaxies merger remnants ?*, A&A, 2006, accepté.
8. **Puech M.**, Flores H. Hammer F. & M.D. Lehnert, *3D spectroscopy with VLT/GIRAFFE - III : Mapping electronic densities in distant galaxies*, A&A, 2006, accepté.
9. Hammer F., Flores H., Schaerer D., Dessauges M., Le Floc'h E. & **Puech M.**, *Detection of Wolf-Rayet stars in host galaxies of Gamma-Ray Bursts*, A&A, 2006, submitted.
10. **Puech M.** et al., *DisGal3D : A new tool to recover velocity fields of distant galaxies*, A&A, 2006, in preparation.

## Comptes rendus de conférences

1. **Puech M.**, Sayède F., Hammer F. et al., *FALCON : A new concept to extend adaptive corrections to cosmological fields*, comptes rendus SF2A, 2003, p347.
2. Flores H., Hammer H., **Puech M.** et al., *GIRAFFE/IFU : Velocity fields of distant galaxies*, comptes rendus SF2A, 2004, p527.
3. Flores H., **Puech M.**, Hammer F. et al., *The DisGal database : A series of 3D tools*, comptes rendus SF2A, 2004, p531.
4. **Puech M.**, Flores H. & Hammer F., *DisGal3D : a new tool to recover velocity fields from Integral Field Units*, comptes rendus SF2A, 2004, p633.
5. Vergani D., Flores H., Cayatte V., **Puech M.**, Garrido O., Hammer F., Balkowski C., *Integral Field Spectroscopy in distant cluster members*, Proc. JENAM 2004, in press.
6. Gendron E., Assémat F., Hammer F., Jagourel P., Chemla F., Laporte P., **Puech M.** et al., *FALCON : Multi-object AO*, Journées scientifiques de l'ONERA, 2005, C.R. Physique 6, in press.
7. **Puech M.**, Hammer F., Jagourel P. et al., *FALCON : Extending adaptive corrections to cosmological fields*, 2005, Durham IFS workshop, New Astronomy Reviews, in press.
8. Flores H., Hammer F. & **Puech M.**, *A precise TF relation at intermediate redshift with FLAMES/GIRAFFE 3D spectroscopy*, 2005, Durham IFS workshop, New Astronomy Review, in press.
9. Jagourel P., Gendron E., Hammer F., **Puech M.** et al., *FALCON : An original concept to extent Adaptive corrections to cosmological fields*, 2005, comptes rendus OSC Marseille 2005, in press.
10. Flores H., Hammer F. & **Puech M.**, *Properties of distant galaxies : 3D and the Tully-Fischer relation*, The fabulous destiny of galaxies : bridging past and present, Proc. meeting held in Marseille, France, 2005.
11. Neichel B., Fusco T., **Puech M.** et al., *Adaptive Optics Concept for Multi-Objects 3D Spectroscopy on ELTs*, 2005, IAU Symposium No. 232, in press.
12. **Puech M.**, Hammer F. & Flores H., *Velocity fields of  $z \sim 0.6$  galaxies with GIRAFFE and perspectives for ELTs*, 2005, Science perspectives for 3D spectroscopy, Proc. of the ESO workshop held in Garching, in press.

---

## Communiqué de presse

*FLAMES/GIRAFFE, A unique tool to understand the evolution of galaxies*, juin  
2004, CNRS/INSU/Observatoire de Paris